

Sistemas Peculiares de galaxias: Grupos Compactos y Fósiles

Eugenia Díaz

Presentado ante la Facultad de Matemática, Astronomía y Física como parte de los
requerimientos para la obtención del grado de Doctor en Astronomía de la

UNIVERSIDAD NACIONAL DE CORDOBA

Marzo, 2009

©FaMAF - UNC

Director: Dr. Hernán Muriel

Sistemas Peculiares de galaxias: Grupos Compactos y Fósiles

Eugenia Díaz

Director: Dr. Hernán Muriel

UNIVERSIDAD NACIONAL DE CORDOBA

Argentina, Marzo 2009

*La grandeza de una nación y su progreso moral pueden medirse por el trato que reciben
sus animales*

Mahatma Gandhi

... a la Tweety

La democracia es el proceso que garantiza que no seamos gobernados mejor de lo que nos merecemos.

Nunca se tendrá un mundo tranquilo hasta que se extirpe el patriotismo en la raza humana.

Dad al hombre salud y metas a alcanzar y no se detendrá a pensar sobre si es o no feliz.

El hombre razonable se adapta al mundo; el irrazonable intenta adaptar el mundo a sí mismo. Así pues, el progreso depende del hombre irrazonable.

Cuando un hombre estúpido hace algo que le avergüenza, siempre dice que cumple con su deber.

La peor clase es la que consta de un solo hombre.

Dichoso es aquel que mantiene una profesión que coincide con su afición.

Cuando un hombre quiere matar a un tigre, lo llama deporte; cuando es el tigre quien quiere matarle a él, lo llama ferocidad.

Cuando Dios creó el Mundo vio que era bueno. Qué dirá ahora?

No hay amor más sincero que el amor a la comida.

La juventud es una enfermedad que se cura con los años.

Sólo un loco celebra que cumple años.

La literatura es una extraña máquina que traga, que absorbe todos los placeres, todos los acontecimientos de la vida. Los escritores son vampiros.

Suspendí mi educación cuando tuve que ir al colegio.

Cuando dos personas están bajo la influencia de la más violenta, la más insana, la más ilusoria y la más fugaz de las pasiones, se les pide que juren que seguirán continuamente en esa condición excitada, anormal y agotadora hasta que la muerte los separe.

Aprendemos de la experiencia que los hombres nunca aprenden nada de la experiencia.

Las ideas son como las pulgas, saltan de unos a otros pero no pican a todos.

La estadística es una ciencia que demuestra que si mi vecino tiene dos coches y yo ninguno, los dos tenemos uno.

Resumen

En la presente tesis se llevó a cabo un estudio estadístico sobre grupos compactos y grupos fósiles identificados en simulaciones numéricas combinadas con diferentes modelos semianalíticos de formación de galaxias. También se confrontaron los resultados obtenidos en algunos de los casos con datos observacionales.

Se estudiaron grupos compactos identificados automáticamente, y además se hizo especial énfasis en grupos compactos seleccionados de acuerdo con los vicios de selección visual de [Hickson \(1982\)](#). Análisis estadísticos en 3-dimensiones revelaron que la mitad de los grupos compactos identificados automáticamente, que tienen al menos 4 galaxias con velocidades concordantes, pueden ser considerados sistemas físicamente densos. Mientras que este porcentaje asciende a un $\sim 70\%$ para grupos con funciones de selección de [Hickson](#). Los restantes son alineamientos aleatorios de galaxias en la línea de la visual producidos principalmente dentro de grupos difusos. En busca de optimizar la identificación automática de grupos compactos se analizaron diferentes propiedades observables de los grupos, encontrándose que la fracción de grupos reales puede ser superior si se modifican algunos criterios de identificación: los grupos reales presentan brillos superficiales más altos, cocientes masa-luminosidad y tiempos de cruce más bajos, radios proyectados más chicos y mayor multiplicidad que los grupos formados por los alineamientos aleatorios.

Por otro lado, se realizó una comparación entre la identificación de grupos fósiles en simulaciones, en catálogos sintéticos y en catálogos observacionales. Con este ejercicio se estudiaron los diferentes vicios que las restricciones observacionales pueden introducir en la identificación de estos sistemas, y por ende, en los resultados relacionados con densidad y probabilidad de ocurrencia. Además, se corroboró la naturaleza temprana de los grupos fósiles. El análisis de las historias de fusiones de las galaxias centrales de los grupos fósiles indica que estas galaxias se han ensamblado más tarde y han sufrido fusiones (mayores y menores) por tiempos superiores que las galaxias centrales de grupos

no-fósiles, dando lugar a galaxias centrales en fósiles con fuertes evidencias de un reciente evento de fusión mayor. El análisis del entorno de los grupos fósiles indica que, en épocas tempranas, estos sistemas se encontraban en zonas de baja densidad y rodeados por estructuras sobredensas, lo que podría explicar su temprana formación.

Por último, se llevó a cabo un estudio comparativo de las propiedades de los grupos compactos, grupos fósiles y grupos normales. Se analizaron diferentes relaciones de escala en las que se puede ver cómo los diferentes sistemas pueblan diferentes zonas en los espacios de parámetros estudiados.

95.75.Pq Mathematical Procedures and Computer Techniques.

95.75.-z Observation and data reduction techniques; computer modeling and simulation.

98.65.Bv Small and compact galaxy groups.

98.65.Fz Galaxy mergers, collisions and tidal interactions.

98.65.-v Galaxy groups, clusters and superclusters; large scale structure of the Universe.

Abstract

An statistical study about Compact and Fossil Groups identified on top of numerical simulations combined with different semi-analytical models of galaxy formation has been carried out in this thesis. When possible, a comparison with observational data has also been done.

On one hand, Compact Groups have been identified by means of an automatic algorithm. In addition, Compact Groups that reproduce the visual selection biases introduced by [Hickson \(1982\)](#) have been selected as well. 3-dimensional statistical analyses indicate that half the Compact Groups identified automatically having at least 4 galaxies with concordant velocities can be considered as physically dense systems, while this percentage rises to $\sim 70\%$ when considering groups with [Hickson's](#) visual selection biases. The remaining groups are chance alignments along the line of sight produced mainly within larger loose groups. In order to optimise the automatic searching of Compact Groups, different observable properties have been analysed. It has been found that the fraction of Real Compact Groups can be enhanced if some of the identification criteria are changed: Real Compact Groups have higher surface brightnesses, lower mass-to-light ratios and crossing times, smaller projected radius and higher multiplicity than chance alignments.

On the other hand, a comparison between the identification procedure of Fossil Groups in simulations, mock catalogues and observational catalogues has been performed. This exercise helped to study the different biases that observational restrictions might introduce in the Fossil Groups identifications, and as a consequence, in the results concerning spatial density and frequency of these systems. Moreover, the “fossil” early nature of these systems has been verified. The merger history trees of the central galaxies in Fossil Groups indicate that these galaxies have assembled later and suffered (major and minor) mergers for longer periods than central galaxies in non-fossil groups. Therefore it is expected to find central galaxies in fossil systems with strong features of

a recent merger. By analysing the environment of Fossil Groups, it has been found that, at early times, these systems were positioned in low density regions and also surrounded by overdense substructures, which might be the explanation for their early formation.

Finally, the properties of Compact Groups, Fossil Groups and Normal Groups have been compared by studying different scaling relations. It can be seen that different systems populate different regions in the bi-parametric spaces.

95.75.Pq Mathematical Procedures and Computer Techniques.

95.75.-z Observation and data reduction techniques; computer modeling and simulation.

98.65.Bv Small and compact galaxy groups.

98.65.Fz Galaxy mergers, collisions and tidal interactions.

98.65.-v Galaxy groups, clusters and superclusters; large scale structure of the Universe.

Índice general

1	Introducción General	3
2	Simulaciones y Modelos semianalíticos	9
2.1	Introducción	9
2.2	Simulación de partículas de materia oscura	10
2.3	Modelando las galaxias	11
2.3.1	Catálogos sintéticos de galaxias y grupos FoF	16
3	Grupos Compactos	19
3.1	Introducción	19
3.2	Construcción y clasificación de la muestra de grupos compactos	23
3.2.1	Muestra de Grupos Compactos Observados	23
3.2.2	Esquema básico para las muestras de grupos compactos sintéticos	24
3.2.3	Grupos Compactos sintéticos seleccionados en proyección: <i>mpCG</i>	25
3.2.4	Grupos compactos sintéticos filtrados en velocidad: <i>mvCG</i>	30
3.2.5	Grupos compactos sintéticos tipo Hickson: <i>mvHCG</i>	33
3.2.6	Test sobre la muestra limitada en volumen	34
3.2.7	Diferentes clases de Grupos Compactos	37
3.3	Resultados	42
3.3.1	Naturaleza de los grupos compactos sintéticos	42
3.3.2	Propiedades globales de los grupos compactos sintéticos	44
3.3.3	Correlaciones de propiedades físicas	46
3.3.4	La naturaleza de los HCGs con baja dispersión de velocidades	52
3.3.5	Comparación de los 3 SAMs	54
4	Optimización de la identificación de Grupos Compactos	57
4.1	Introducción	57
4.2	¿Cómo aumentar la fracción de grupos Reales?	58

4.2.1	Criterios unidimensionales: μ y N	58
4.2.2	Criterio bidimensional: M/L vs $H_0 t_{\text{cr}}$	61
4.2.3	Criterio tridimensional: $\mu - H_0 t_{\text{cr}} - M/L$	63
4.2.4	Comparando los criterios de optimización	66
4.3	¿Cuáles HCGs son físicamente densos?	68
5	Grupos Fósiles	73
5.1	Introducción	73
5.2	Construcción de la Muestra de Grupos fósiles simulados	75
5.2.1	Partículas de materia oscura y Galaxias	75
5.2.2	Halos de galaxias: FoF	75
5.2.3	La muestra de Grupos Fósiles	76
5.2.4	La Muestra de grupos no-fósiles	77
5.3	La galaxia más brillante	79
5.3.1	Formación y Evolución	79
5.3.2	La Morfología y la mezcla morfológica en el último merger mayor	82
5.4	Catálogo sintético vs observaciones	85
5.4.1	Grupos Fósiles en un catálogo sintético	86
5.4.2	Comparación con SDSS	87
6	El entorno de los Grupos Fósiles	93
6.1	Introducción	93
6.2	Funciones de Correlación Cruzadas	96
6.3	Densidad local de galaxias	100
7	Relaciones de escala: Compactos - Fósiles - Grupos	105
7.1	Introducción	105
7.2	Las muestras y sus propiedades	106
7.3	Correlaciones Biparamétricas	109
8	Conclusiones	119
8.1	Naturaleza de los Grupos Compactos	119
8.2	Naturaleza de los Grupos Fósiles	123
A	TABLAS ADICIONALES	127
	Bibliografía	135

Capítulo 1

Introducción General

Las más raras aglomeraciones de masa y materia luminosa en el universo son los cúmulos de galaxias. Sin embargo, la mayoría de las galaxias cercanas (cerca del 85 % [Tully, 1987](#); [Karachentsev, 2005](#)) se observa que están fuera de los cúmulos y pueden encontrarse principalmente en grupos de galaxias. Mientras que los cúmulos de galaxias revelan la ubicación de las más altas concentraciones de materia visible y oscura, estas aglomeraciones menos masivas trazan la distribución de los filamentos de la red cósmica, y por ende, la distribución extendida de materia oscura en regiones menos densas.

Los grupos de galaxias existen en una gran variedad de morfologías, formas y tamaños, incluyendo, por ejemplo, grupos difusos, pobres, compactos, ricos, etc.. Precisamente, qué constituye un grupo es una cuestión de definición y depende, básicamente, de cuántas galaxias hasta cierto límite de magnitud se encuentran en cierto volumen.

Los diferentes tipos de riqueza y compacticidad de los grupos permiten estudiar la evolución de galaxias y los efectos del entorno en regiones de densidades intermedias, y contrastar los resultados y estados evolutivos con las galaxias de campo o en cúmulos ricos.

En particular, los grupos compactos son pequeñas asociaciones de galaxias caracterizadas por una alta sobredensidad y por baja dispersión de velocidades, del orden de $200 - 300 \text{ km s}^{-1}$ (Figura 1.1). La alta densidad y baja dispersión de velocidades de estas estructuras las hacen tener una vida corta, del orden de una pequeña fracción del tiempo de Hubble. Además, dado que los grupos compactos tienen tiempos de cruce chicos, representan el escenario más efectivo en el cual las galaxias se pueden fusionar, haciendo de ellos un laboratorio ideal para estudiar la dependencia de la evolución con el medio

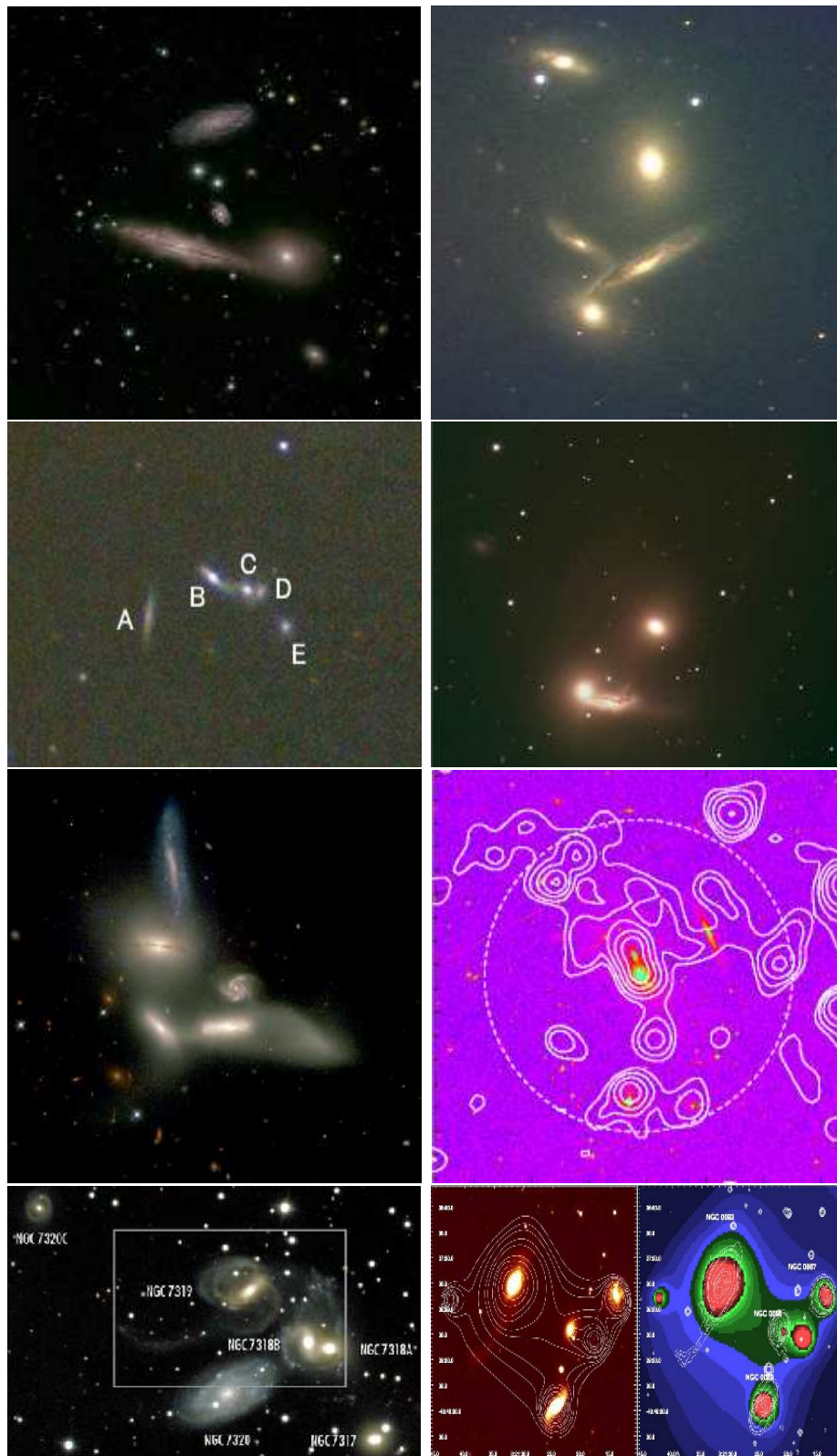


Figura 1.1: Ejemplos de Grupos Compactos observados en distintas bandas.

en el que se encuentran las galaxias y generando un paso crucial en el entendimiento del origen de la población de galaxias que se observa actualmente. Los efectos de un entorno tan extremo como el de los grupos compactos sobre sus galaxias miembros y las escalas de tiempo en las que, eventualmente, los grupos compactos colapsen en un remanente fósil siguen en debate. Mientras que la detección de gas difuso intra-grupo en muchos grupos compactos confirma que son estructuras ligadas autogravitantes (Ponman et al., 1996), estudios de las galaxias tempranas en grupos compactos (Proctor et al., 2004; Mendes de Oliveira et al., 2005) muestran que sus poblaciones estelares son relativamente viejas, sugiriendo que estos objetos tienen que haber existido durante una gran fracción del tiempo de Hubble. Estas controversias aún esperan una explicación.

Como ya se mencionó, las fusiones y pérdida de materia son importantes para la evolución de los grupos. Los diferentes tipos de grupos parecen estar representando diferentes estadios de formación, desde temprano hasta avanzado. A medida que el grupo evoluciona, el cociente enana-gigante, la fracción de tipos tempranos, la luz intra-grupo y las elípticas gigantes (gE) crecen (las gE se mueven hacia el centro del potencial). La materia oscura y el gas caliente son despojados de las galaxias y terminan en un halo común relajado. Entonces, el estadio final de evolución de algunos grupos –sino de todos, y en particular el de los grupos compactos– podría estar representado por los grupos fósiles, los cuales están dominados, en luz y masa, por una galaxia central elíptica gigante, presumiblemente producto de fusiones mayores (Jones et al., 2003; D’Onghia et al., 2005) (figura 1.2). Simulaciones numéricas predicen que un grupo una vez ensamblado puede relajarse para formar una galaxia elíptica (Barnes, 1989) y el tiempo para que los miembros más brillantes se fusionen en una elíptica es más pequeño que el tiempo de Hubble (Zabludoff & Mulchaey, 1998). Dada la época temprana de formación de fósiles (a redshift $z \sim 1$, D’Onghia et al., 2005; Dariush et al., 2007), se plantea un escenario probable para la formación de las galaxias centrales: el grupo se forma a alto redshift ($z > 1$), con poca incorporación de galaxias brillantes desde su entorno. Las galaxias ricas en gas que cayeron al grupo en $z \sim 2$ probablemente pierden el gas por el efecto de la presión del gas intra-grupo (ram-pressure), y la formación estelar se ve suprimida en estas galaxias, haciéndolas parecer tan rojas como las galaxias de tipo temprano. Muchas galaxias pueden haber sido canibalizadas por la galaxia central, explicando por qué este objeto es mucho más brillante que los otros de su entorno. En consecuencia, se espera que todo el proceso de formación de un fósil conlleve, por lo menos, 4 Giga-años. Si la interpretación de las fusiones de galaxias es correcta, los grupos fósiles pueden ser importantes para estudiar la formación y evolución de galaxias y del medio intra-grupo en sistemas aislados. Por lo tanto, los grupos fósiles podrían ser una forma de explorar

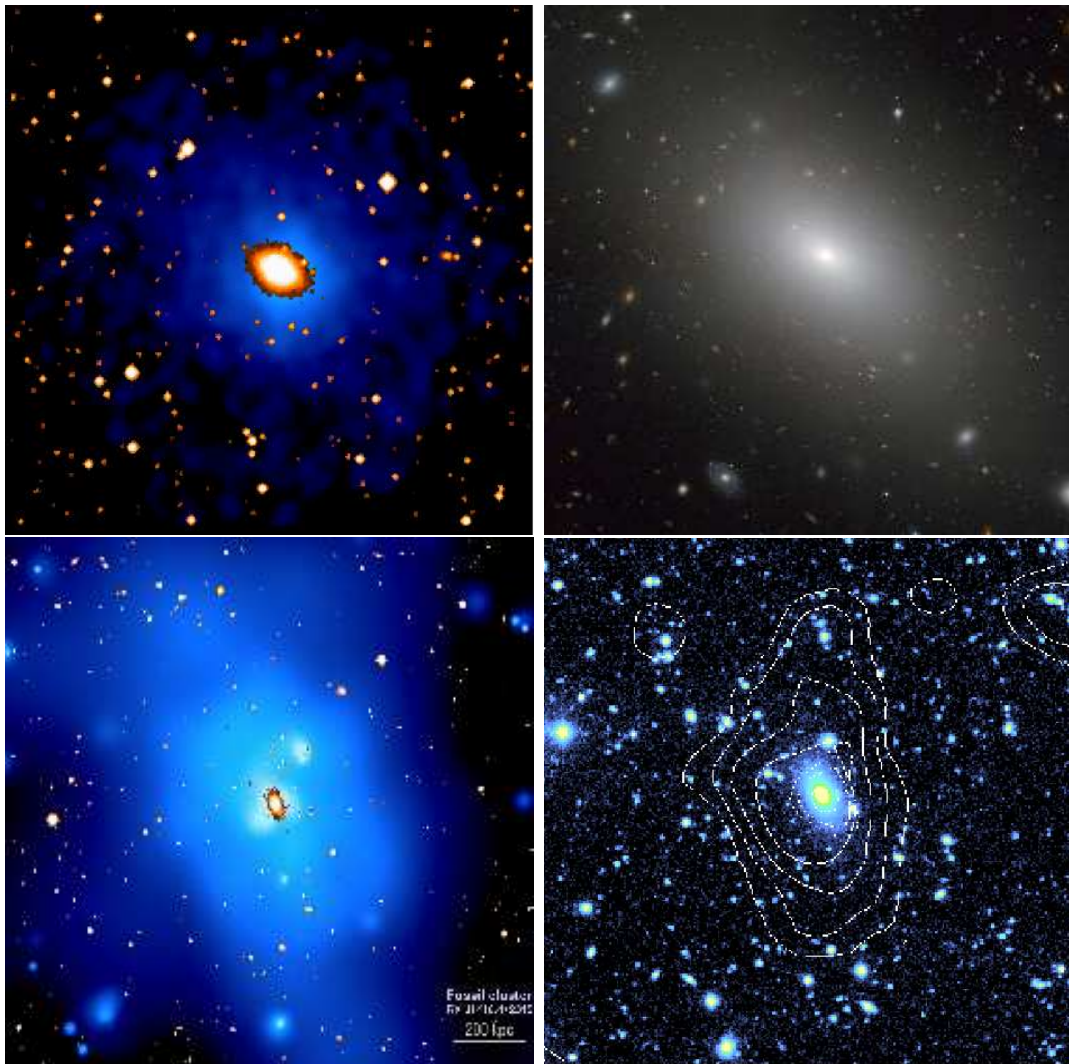


Figura 1.2: Ejemplos de Grupos Fósiles observados en distintas bandas.

el posible vínculo entre elípticas y grupos compactos, y más generalmente, ellos ofrecen un escenario peculiar para testear las predicciones del escenario de formación jerárquico.

El propósito de este trabajo de tesis es estudiar, en primera instancia, los grupos compactos y los grupos fósiles por separado. El estudio de la naturaleza y propiedades de los grupos compactos conducirá a esclarecer las controversias observacionales detectadas en estos sistemas (caps. 3 y 4). Principalmente, se intentará clarificar si estos grupos son entidades reales o meros efectos de proyección debidos al proceso de identificación o una combinación de ambos. Por otro lado, el análisis de los grupos fósiles y de sus galaxias centrales permitirá afirmar o refutar los modelos de fusiones y evolución propuestos

en la literatura para estos sistemas y también se analizará su entorno (caps. 5 y 6). Finalmente, se estudiarán relaciones de escala, donde se realizará la comparación entre las propiedades de los grupos compactos, los grupos fósiles y los grupos de galaxias en general (cap. 7).

Todo el trabajo presentado en esta tesis está basado en el análisis de simulaciones numéricas cosmológicas de N-cuerpos, de alta resolución, combinadas con modelos semi-analíticos de formación de galaxias. Dado que estos modelos están actualmente en desarrollo, los resultados obtenidos serán comparados con resultados observacionales siempre que sea posible. Es decir, que en general, los resultados obtenidos en esta tesis sirven como test de los actuales modelos de formación de galaxias. Además, se compararán los resultados obtenidos a partir de diferentes modelos (Croton et al., 2006; Bower et al., 2006; De Lucia & Blaizot, 2007), lo que resaltarán las debilidades y fortalezas de cada modelo semianalítico de formación de galaxias utilizado.

Capítulo 2

Simulaciones y Modelos semianalíticos

2.1 Introducción

Las simulaciones cosmológicas juegan un papel cada vez más importante en estudios teóricos de los procesos de formación de estructuras en el Universo. Sin las simulaciones numéricas, el modelo cosmológico plano con materia oscura fría con constante cosmológica (Λ CDM) no se hubiera convertido en el paradigma teórico de la formación de estructuras como lo es hoy en día. Esto se debe a que la simulación directa es a menudo la única herramienta disponible para hacer predicciones teóricas precisas en el régimen altamente no lineal de la dinámica gravitacional y la hidrodinámica. Esto es particularmente cierto para los procesos jerárquicos de formación de estructuras con sus complejas geometría y dinámica tridimensional inherentes.

La lista de importantes resultados cosmológicos teóricos basados en trabajos sobre simulaciones numéricas es bastante larga, incluyendo resultados fundamentales tales como los perfiles de densidad de halos de materia oscura (ej. [Navarro et al., 1996](#)), la existencia y dinámica de las subestructuras de materia oscura (ej. [Tormen, 1997](#)), las propiedades no lineales del agrupamiento de materia oscura (ej. [Jenkins et al., 1998](#)), la abundancia de halos (ej. [Jenkins et al., 2001](#)), los perfiles de temperatura y de gas de los cúmulos de galaxias (ej. [Evrard, 1990](#)), o las propiedades detalladas de las líneas Lyman- α en absorción en el medio interestelar (ej. [Hernquist et al., 1996](#)). Dado que muchos fenómenos astrofísicos involucran una compleja interacción de fenómenos físicos en un amplio

rango de escalas, parece claro que la importancia de los métodos simulísticos continúa creciendo. Este desarrollo se ve más acelerado aún por el rápido progreso en la tecnología computacional, lo que hace posible simular modelos en un rango dinámico aún mayor. Sin embargo, el equipamiento computacional poderoso es sólo uno de los requerimientos para la investigación con simulaciones numéricas. Otro, igualmente importante, recae en la disponibilidad de algoritmos numéricos adecuados y códigos simulísticos capaces de explotar eficientemente las computadoras disponibles para estudiar problemas físicos de interés, idealmente, de manera precisa y flexible para de esa forma poder introducir la nueva física fácilmente.

Durante las últimas décadas, una nueva aproximación ha sido desarrollada para seguir la formación de las galaxias en cosmologías en las cuales las estructuras crecen jerárquicamente. Esta técnica se llama “modelado semianalítico”, que es una aproximación modular que utiliza las mejores aproximaciones para la física que da lugar a la formación de galaxias, permitiendo predecir un amplio rango de propiedades de la población de galaxias a cualquier redshift (Baugh, 2006). El modelado semianalítico es complementario a las simulaciones dinámicas de gas. Donde las simulaciones de gas funcionan bien, las recetas utilizadas en los modelos semianalíticos pueden ser refinadas para imitar las simulaciones. Donde las simulaciones dejan de funcionar debido a la falta de resolución o a la falta de entendimiento de la física relevante, los modelos semianalíticos pueden usarse para mejorar nuestro conocimiento y extender el modelado.

En este capítulo se resumirán brevemente las características de las simulaciones y modelos semianalíticos utilizados en este trabajo. No se pretende profundizar demasiado en el detalle de su construcción, para lo cuál se recomienda la lectura de artículos específicos sobre estos temas.

2.2 Simulación de partículas de materia oscura

En este trabajo se utiliza la simulación Millennium que es una simulación cosmológica de N-cuerpos cuya evolución gravitacional fue realizada con el código Tree-Particle-Mesh (TPM, Xu, 1995). Esta simulación incluye 10 mil millones (2160^3) de partículas de materia oscura en un cubo periódico de $500 h^{-1}$ Mpc de lado, utilizando una longitud de suavizado de $5 h^{-1}$ kpc.¹ Los parámetros cosmológicos de esta simulación corresponden

¹La simulación Millennium, corrida por el Consorcio Virgo, no está públicamente disponible, ver <http://www.virgo.dur.ac.uk>

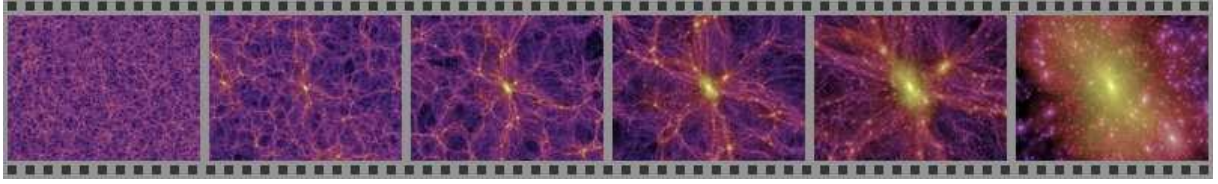


Figura 2.1: Partículas de Materia Oscura en la simulación Millennium a redshift 0. De izquierda a derecha se muestra una ampliación de la zona central. Colores más claros indican zonas de mayor densidad.

a los de un modelo cosmológico plano con constante cosmológica (Λ CDM): parámetro adimensional de densidad de materia $\Omega_m = 0.25$, parámetro adimensional de densidad de energía oscura $\Omega_\Lambda = 0.75$, varianza de las fluctuaciones de densidad dentro de una esfera de $8 h^{-1}\text{Mpc}$ de radio $\sigma_8 = 0.9$, y constante adimensional de Hubble $h = 0.73$. La simulación se evolucionó desde redshift $z = 127$, donde las partículas son posicionadas inicialmente perturbando las partículas a partir de una distribución “glass-like”, de acuerdo con el espectro de potencias Λ CDM de las fluctuaciones primordiales en densidad. Las 10^9 partículas de masa $8,6 \times 10^8 h^{-1} M_\odot$ son entonces evolucionadas con el código TPM, usando 11 000 pasos temporales internos, en una supercomputadora con 512 nodos. Las posiciones y velocidades de los 10 mil millones de partículas fueron guardadas en 64 épocas (lo que lleva a casi 20 TB de datos) de acuerdo con $\ln(1 + z_n) = n(n + 35)/4200$. Estas salidas son las entradas básicas que necesitan los modelos semianalíticos (SAMs). En la figura 2.1 se muestra una imagen de una porción del cubo de la simulación en la que puede apreciarse la alta resolución de esta simulación, razón por la cual fue la elegida para realizar este trabajo de tesis.

2.3 Modelando las galaxias

En este trabajo se analizan las salidas a $z = 0$ de la simulación Millennium combinadas con tres diferentes SAMs de formación de galaxias desarrollados por [Croton et al. \(2006\)](#), [Bower et al. \(2006\)](#), y [De Lucia & Blaizot \(2007\)](#), (C06, B06 and DLB, respectivamente). La razón de por qué se usaron 3 modelos distintos en lugar de sólo uno es que algunas de las conclusiones de este trabajo son dependientes de la elección del SAM debido a las diferencias inherentes en las prescripciones físicas utilizadas en la construcción de cada modelo.

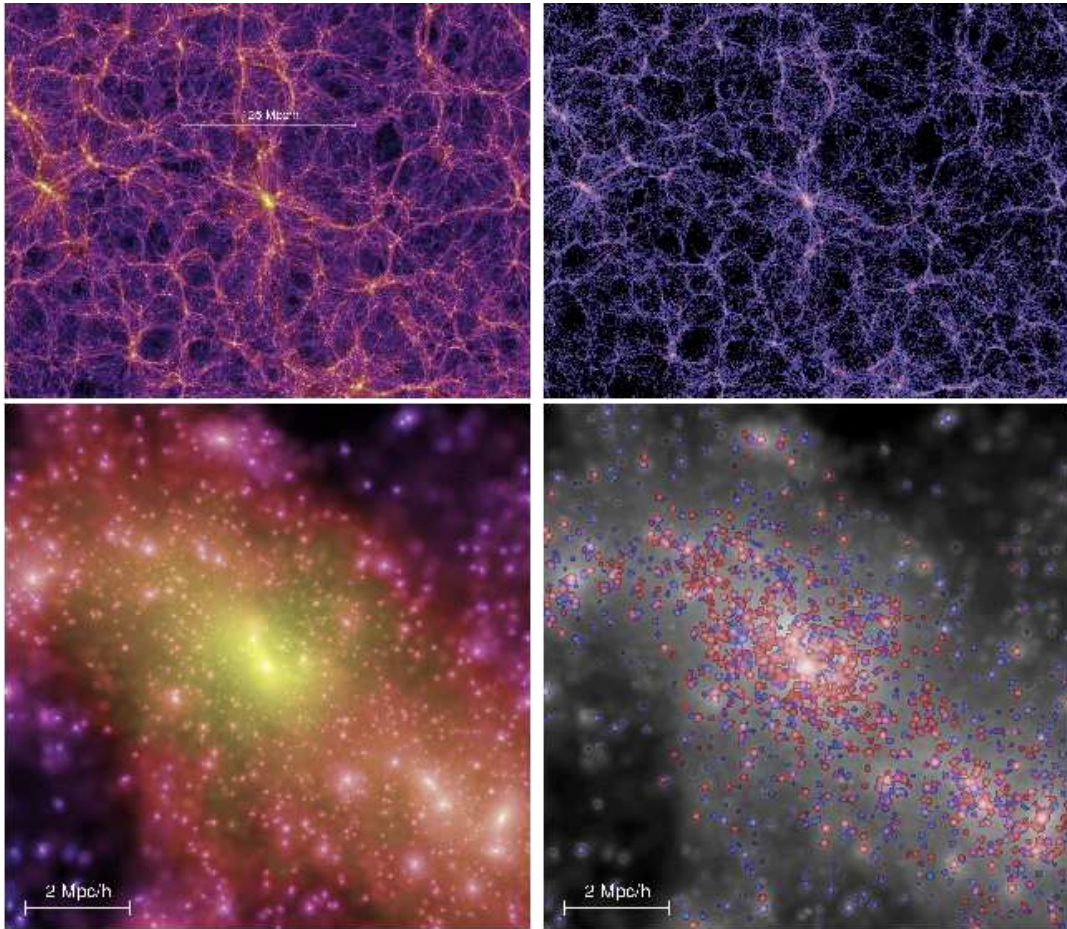


Figura 2.2: Paneles izquierdos: partículas de materia oscura en la simulación Millennium. Paneles derechos: galaxias en el modelo C06, los colores son representativos del índice de color $B - R$.

Los tres SAMs producen posiciones, velocidades y magnitudes absolutas (en varias bandas, todos incluyendo la banda R -Johnson) de las galaxias, así como también otras cantidades físicas². En la figura 2.2 se muestra una comparación entre las posiciones de las partículas de materia oscura (paneles izquierdos) y las galaxias que resultan de los modelos semianalíticos (paneles derechos).

La construcción de un modelo semianalítico puede ser descripta brevemente como sigue: las ramas del árbol de fusiones del halo (galaxia) son seguidas hacia atrás en el tiempo, donde se plantea una base con sistemas de ecuaciones autoconsistentes e iterativas aplicando los siguientes procesos astrofísicos: caída y enfriamiento del gas, reionización del universo, formación estelar, crecimiento del agujero negro central, retroalimentación por AGN y supernovas (enriquecimiento químico), fusiones de galaxias, evolución espectro-fotométrica, etc. Todas las prescripciones son evolucionadas (hacia adelante en el tiempo) analíticamente (conjunto de ecuaciones diferenciales para los diferentes tiempos). Los parámetros de los modelos han sido ajustados de manera de obtener un buen ajuste a algunas propiedades observadas de las galaxias del universo local. En estos SAMs, la retroalimentación por AGN es la responsable de la ausencia de flujos de enfriamientos en los cúmulos ricos, del corte en el extremo brillante de la función de luminosidad de galaxias y de las propiedades de las galaxias más masivas en todos los redshifts. Los tres SAMs producen funciones de luminosidad de galaxias a $z = 0$ que están en muy buen acuerdo con las observaciones en las bandas b_J y K , con un exceso de galaxias en luminosidades muy brillantes para los 3 modelos y un pequeño exceso de galaxias débiles en los modelos C06 y DLB. Además el modelo B06 reproduce otras predicciones observacionales: las funciones de luminosidad en las bandas b_J y K en redshifts más altos, la historia global de la formación estelar, y la relación masa del bulge vs. masa del agujero negro local y, en alguna medida, la bimodalidad de colores.

Los tres SAMs producen alrededor de 10 millones de galaxias a $z = 0$. La muestra de galaxias resulta ser completa hasta $M_R - 5 \log h < -17,4$ con masas estelares $M_* > 10^9 h^{-1} \mathcal{M}_\odot$ (C06) o $M_* > 3 \times 10^8 h^{-1} \mathcal{M}_\odot$ (B06, DLB). En la figura 2.3 se muestran las distribuciones de masa estelar de las galaxias, funciones de luminosidad y distribuciones de colores antes (*histogramas vacíos*) y después (*histogramas sombreados*) de aplicarle los cortes por completitud a las galaxias descargadas de la página web antes referida.

Cada uno de los tres SAMs tiene sus fortalezas y debilidades.

²La información de las galaxias resultantes en cada SAM es de acceso público en <http://www.mpa-garching.mpg.de/millennium>

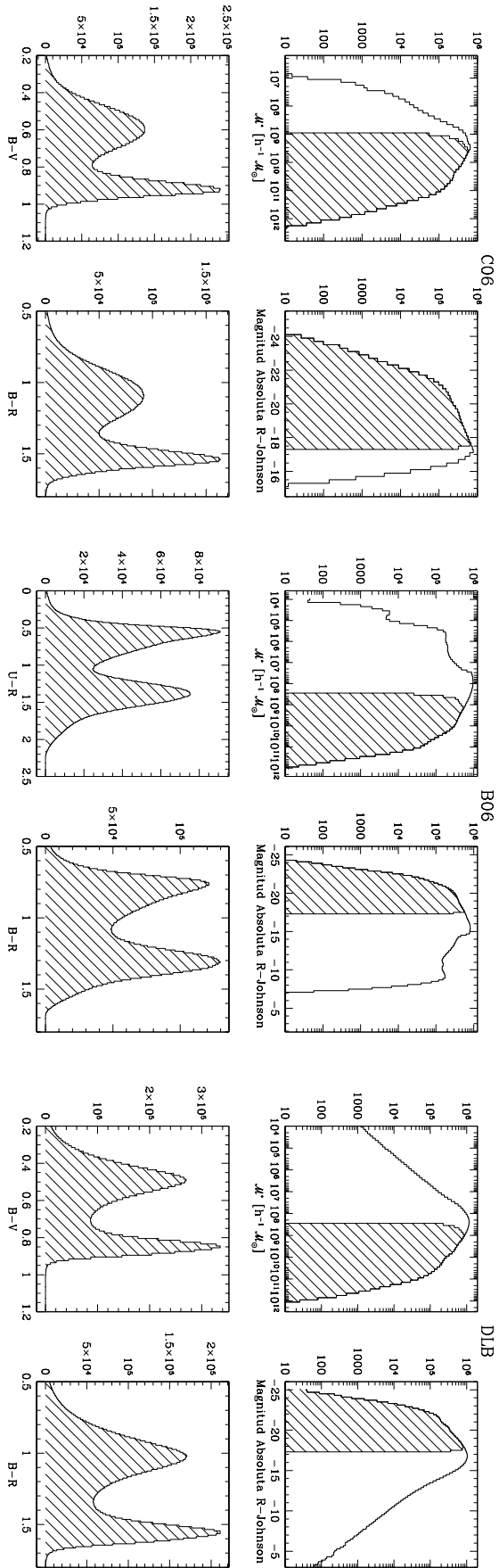


Figura 2.3: Distribuciones de masa estelar de las galaxias, funciones de luminosidad y distribuciones de colores de las galaxias resultantes con cada uno de los modelos SAMs.

- Posición espacial y árbol de fusiones: el modelo B06 calcula las fusiones de galaxias infiriendo las posiciones de las galaxias en sus halos a través de valores típicos de sus energías y momentos angulares en unidades medidas en escalas viriales de los halos. En contraste, los modelos C06 y DLB tienen la ventaja de estimar las tasas de fusiones directamente a partir de las posiciones de los subhalos en la simulación de materia oscura. Desafortunadamente, C06 no brinda los árboles de fusiones de las galaxias, por lo que no es posible derivar la historia de formación de una galaxia dada.
- Relación color-magnitud: mientras que B06 muestra una secuencia roja con colores cada vez más rojos a medida que se incrementa la masa estelar, el catálogo C06 muestra una relación color-luminosidad para galaxias de secuencia roja que se achata para luminosidades más altas, opuesto a lo que se observa, y un efecto similar se encuentra en las galaxias del modelo DLB (demostrado por [Bertone et al., 2007](#)).
- Colores de las galaxias: los colores en B06 son demasiado azules y ajustan un poco peor la distribución de colores de las galaxias del relevamiento SDSS (Sloan Digital Sky Survey) que lo que lo hacen los colores de DLB ([Mateus et al., 2008](#)). [Cattaneo et al. \(2006\)](#) han logrado reproducir mucho mejor los colores de las galaxias, pero su modelo SAM no es público y las posiciones de las galaxias son determinadas estocásticamente (como B06) más que siguiendo los subhalos de materia oscura (como C06 y DLB).
- Clustering: el catálogo de DLB produce galaxias cuya clustering a $z = 0$, en pequeña escala, de masa estelar recientemente formada es muy grande, mientras que B06 reproduce muy bien lo que se observa con SDSS ([Mateus et al.](#)). Esto es un tanto sorprendente dado que el modelo B06 trata las fusiones de galaxias con posiciones estocásticas más que con las posiciones de los subhalos con los cuales están asociadas las galaxias. Sin embargo, el modelo DLB predice un poco mejor que B06 la segregación análoga para masas estelares de edades intermedias (0,2 – 0,5 Gyr) ([Mateus et al.](#)).
- Fusiones: la tasa actual de fusiones de galaxias de DLB parece ser demasiado baja, mientras que B06 se ajusta mejor a las observaciones de frecuencia de pares de galaxias ([Mateus, 2008](#)).
- Otras diferencias: Polvo, enriquecimiento normal y por AGN, cómputo de la tasa de formación estelar en discos, cómputos de los tamaños.

En resumen, es muy difícil decidirse sobre cuál de los tres SAMs es el más adecuado para el estudio de sistemas de galaxias, y por lo tanto en algunos de los capítulos de este trabajo se decidió estudiar los tres al mismo tiempo.

Algunos autores cuestionan la elección de los parámetros cosmológicos hecha por el Consorcio Virgo al construir la simulación Millennium. El conjunto de parámetros usado es el que se infiere del primer año de observaciones del WMAP (Wilkinson Microwave Anisotropy Probe, [Spergel et al., 2003](#)). Las diferencias en los conjuntos de parámetros sugeridos por el 1^{er} y el 3^{er} año de WMAP (principalmente en σ_8 , Ω_m y n) producen un considerable retraso en la formación de estructuras en el caso de WMAP3, y también hacen que el número de halos derivado de la cosmología de WMAP1 sea más alto. Sin embargo, [Wang et al. \(2008\)](#) han investigado las implicaciones de este retraso en las propiedades observadas de las galaxias. Ellos compararon los resultados obtenidos a partir de una simulación con parámetros cosmológicos de WMAP1 combinada con el modelo semianalítico DLB con los resultados obtenidos usando una simulación con parámetros de WMAP3 más un modelo semianalítico modificado. Estos autores encontraron que las funciones de luminosidad, funciones de correlación y relaciones Tully-Fisher eran casi idénticas en ambos casos. Ellos aseguran que el agrupamiento de galaxias y otras propiedades observables son mucho más sensibles a la física de formación de galaxias que a los parámetros cosmológicos, es decir, los parámetros semianalíticos pueden compensar el retraso en la formación de estructuras para producir poblaciones de galaxias a $z=0$ que concuerdan con las observaciones. [Wang et al., 2008](#) también concluyeron que las diferencias sustanciales que puede haber entre ambos modelos aparecen a redshifts $z > 2$, los cuales están más allá del interés de este trabajo en particular.

2.3.1 Catálogos sintéticos de galaxias y grupos FoF

Utilizando las salidas de las galaxias a $z = 0$, se construyeron catálogos sintéticos en el espacio de redshifts. En los tres SAMs, se elige una posición para el observador y los redshifts de las galaxias se obtienen sumando el flujo de Hubble a las velocidades peculiares proyectadas en la dirección de la línea de la visual. Las magnitudes aparentes en el sistema del observador se calculan a partir de las magnitudes absolutas en el sistema en reposo disponibles en la simulación. Estas magnitudes aparentes se convierten al sistema del observador a través de correcciones $k + e$ extraídas de la tabla publicada por [Poggianti \(1997\)](#), donde las correcciones fueron calculadas de acuerdo con un modelo

Cuadro 2.1: Catálogos sintéticos ($R \leq 17,44$)

Modelo	N^o	z_{med}	\bar{n} ($h^3 \text{Mpc}^{-3}$)
C06 (Croton et al., 2006)	444 276	0.0969	0.019
B06 (Bower et al., 2006)	553917	0.0997	0.021
DLB (De Lucia & Blaizot, 2007)	1 030 271	0.1114	0.029

Notas: N^o : número de galaxias, z_{med} : mediana de la distribución de redshifts, $\bar{n} = (N^o/2)(\frac{\pi}{2} \frac{r_{\text{med}}^3}{3})^{-1}$: densidad media dentro de la mediana de distancia.

de síntesis evolutiva que reproduce el espectro integrado de las galaxias en el rango 1000 – 25000.

Cada catálogo sintético es construido mirando el volumen de un cubo de la simulación desde uno de sus 8 vértices ($z_{\text{max}} \sim 0,17$, $\pi/2$ sr, i.e. 5156 deg^2), con una magnitud aparente límite $R = 17,44$, para simular el catálogo espectroscópico SDSS para futuras comparaciones ³. Más detalles acerca de los catálogos de galaxias resultantes pueden encontrarse en la tabla 2.1. En la figura 2.4 se muestran algunas de las propiedades de las galaxias en el catálogo sintético resultante del modelo C06.

A lo largo de esta tesis, muchas veces es necesario contar con una identificación tridimensional de sistemas en el espacio real. Para esto, se identificaron halos de galaxias en el cubo de la simulación utilizando el algoritmo Friends-of-Friends (FoF - Amigos de los Amigos), en espacio real (Davis et al., 1985). Este algoritmo asocia galaxias próximas entre sí con una longitud de vínculo $l = 0,2 n^{-1/3}$ (el factor 0.2 corresponde a una sobredensidad de aproximadamente 200 respecto de la densidad media del universo), donde n es la densidad media de partículas. Se referirá a estos grupos identificados en el espacio real utilizando todas las galaxias en el cubo completo de la simulación como grupos FoF.

³ Este corte es equivalente al corte en la banda r-SDSS de $r=17.77$: De acuerdo con la Tabla 3 de Fukugita et al. (1995), $r - R$ tiene valores típicos de 0.36 (E), 0.31 (S0), 0.33 (Sab), 0.32 (Sbc), 0.30 (Scd), y 0.20 (Im), por lo que se adoptó $\langle r - R \rangle = 0,33$ para restringir la muestra de galaxias a una magnitud total extrapolada corregida por extinción en la banda R : $R_T^0 = B_T^0 - (B - R)_{\text{iso}} + (B_T - B_T^0) \left(1 - \frac{A_R/A_V}{A_B/A_V}\right) < 17,44$ donde se adoptó $A_B/A_V = 1,33$ y $A_R/A_V = 0,75$ (Cardelli et al., 1989). Esta ecuación asume que no existe gradiente de color $B - R$ en la galaxia.

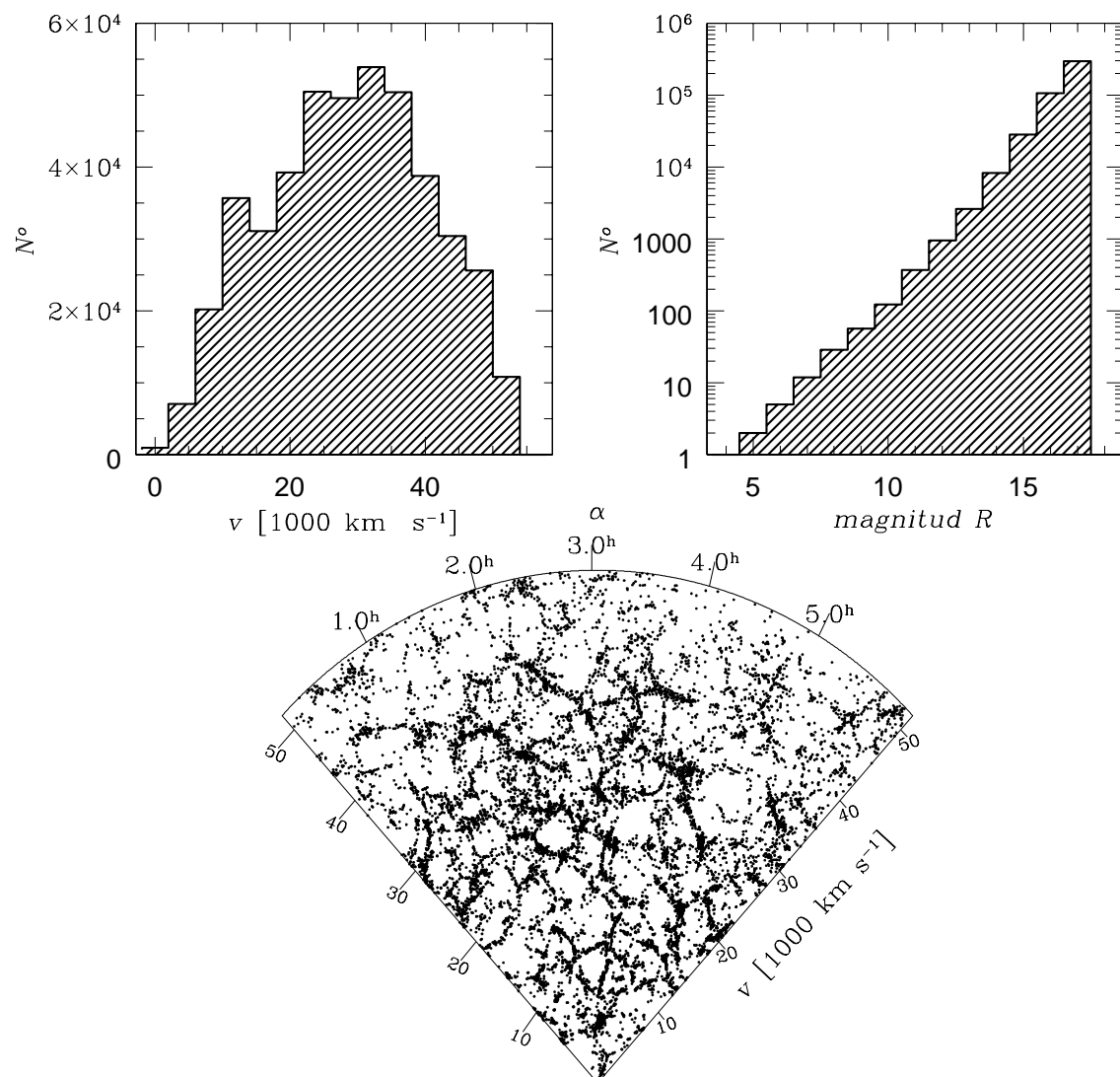


Figura 2.4: Catálogo sintético con el modelo C06. Panel superior izquierdo: distribución de velocidades radiales; panel superior derecho: número de cuentas en la banda R-Johnson. Abajo: proyección ascensión recta (α) - velocidad radial para una franja de 2° en declinación (δ).

Capítulo 3

Grupos Compactos

3.1 Introducción

Los Grupos Compactos (CGs) son sistemas pequeños, relativamente aislados de típicamente cuatro o cinco galaxias luminosas muy próximas entre ellas. Los CGs son tan compactos que la mediana de la separación proyectada entre galaxias es de sólo $46 h^{-1}$ kpc. El primer ejemplo de CG fue encontrado por [Stephan \(1877\)](#). A partir de entonces diferentes catálogos de CGs fueron construidos: [Rose \(1977\)](#) y [Hickson \(1982\)](#) identificaron visualmente en las placas fotográficas de POSS I. Después del catálogo de Grupos Compactos de Hickson (HCG), otros han sido extraídos automáticamente de diferentes catálogos de galaxias, los cuales, a su vez, fueron extraídos automáticamente de placas fotográficas: a partir del catálogo de galaxias del Sur COSMOS/UKST ([Prandoni et al., 1994](#); [Iovino, 2002](#)), a partir del catálogo DPOSS ([Iovino et al., 2003](#); [de Carvalho et al., 2005](#)), o a partir del catálogo fotométrico Sloan Digital Sky Survey (SDSS) ([Lee et al., 2004](#); [McConnachie et al., 2008a](#)). Otros catálogos de Grupos Compactos también han sido construidos a partir de catálogos con información de corrimientos al rojo (redshifts): a partir de los relevamientos CfA2 ([Barton et al., 1996](#)) y de Las Campanas ([Allam & Tucker, 2000](#)), y a partir del Catálogo de galaxias 3D UZC ([Focardi & Kelm, 2002](#)).

En los últimos años han sido publicados una gran cantidad de trabajos científicos en los que se analiza el entorno de los CGs y distintas propiedades, tales como las estructuras internas, morfologías, luminosidades, etc. ([Mamon, 1986](#); [Hickson et al., 1988](#); [Hickson & Rood, 1988](#); [Mendes de Oliveira & Hickson, 1991](#); [Zepf, 1993](#); [Moles et al.,](#)

1994; Prandoni et al., 1994; Kelm & Focardi, 2004). Estos estudios indican que las galaxias en CGs tienen una formación estelar, color y morfologías que yacen entre las propiedades de las galaxias binarias y aquellas de las galaxias aisladas.

La naturaleza de los CGs ha sido un tema históricamente controversial. ¿Cómo es posible que unas cuantas galaxias brillantes coexistan dentro de menos de 100kpc, dado que se espera que en tales sistemas las galaxias se fusionen más rápido (Carnevali et al., 1981; Barnes, 1985; Mamon, 1987; Bode et al., 1993)? Al respecto, existen tres escuelas de pensamiento. Una postura es que los grupos compactos son sistemas densos, recientemente formados prontos a fusionarse en una simple galaxia (Hickson, 1982). Las galaxias que se pierden en la fusión podrían ser reemplazadas por galaxias del entorno del grupo difuso (Diaferio et al., 1994), y la tasa de formación de CGs predicha parecería explicar la frecuencia observada de HCGs (Mamon, 2000b). La segunda postura establece que los CGs podrían ser núcleos temporales de grupos difusos (Rose, 1977; Ramella et al., 1994; Tovmassian et al., 2001). Un tercer escenario ubica a los CGs como alineamientos aleatorios de galaxias a lo largo de la línea de la visual con grupos difusos más grandes (Rose, 1977; Mamon, 1986; Walke & Mamon, 1989), con cúmulos (Walke & Mamon, 1989) o con filamentos cosmológicos (Hernquist et al., 1995). En este escenario, los numerosos signos de interacción y la formación estelar es explicada por la frecuente ocurrencia de binarias y tripletes en los alineamientos aleatorios (Mamon, 1992b).

Si los CGs son físicamente densos, sus tiempos dinámicos deberían ser cortos (1% de la edad del universo) y el gas caliente intra-grupo debería trazar un potencial gravitacional suave. La aparición de observatorios de rayos X con buena sensibilidad en la banda de rayos X soft (ROSAT, ASCA, Chandra y XMM-Newton) ha llevado a la detección de gas caliente emitiendo en X proveniente de muchos CGs. Dado que la emisividad en la banda X escala con el cuadrado de la densidad del gas, la emisión en X es menos propensa a efectos de proyección que los relevamientos ópticos (pero ver Ostriker et al., 1995). Sin embargo, aunque 22 HCGs fueron detectados en rayos X de los 32 que se observaron (Ponman et al., 1996), no es claro qué fracción global de detecciones habría en la muestra completa de HCGs (69 [92] grupos con al menos 4 [3] velocidades concordantes, de acuerdo con Hickson et al., 1992). Más aún, algunos de los grupos detectados parecen tener emisiones provenientes de diferentes puntos (clumpy) (por ejemplo HCG 16 de acuerdo con Dos Santos & Mamon, 1999), lo que sugiere fuertemente un estado no virializado.

La distinción entre grupos compactos que son densos en 3-dimensiones, o alineamientos aleatorios dentro de grupos difusos o filamentos más largos es difícil debido a que la

distorsión del espacio de redshifts introduce incertezas en el cálculo de la coordenada a lo largo de la línea de la visual, lo cual podría resultar en falsas identificaciones de configuraciones compactas. Para un grupo con dispersión de velocidad a lo largo de la línea de la visual σ_v , la distorsión por redshifts introduciría una variación de $\delta r_z = \sigma_v/H_0$ en la coordenada a lo largo de la línea de la visual. Asumiendo que el cuadrado de la dispersión de velocidad es la mitad del cuadrado de la velocidad circular en el radio virial, $\sigma_v^2 = (1/2)GM(r_v)/r_v$ (adecuado para un perfil de densidad $\rho \propto 1/r^2$), uno encuentra que $\delta r_z/r_v = (1/2)\sqrt{100} = 5$ si el radio virial está definido como aquél donde la densidad media es 100 veces la densidad crítica del universo. Entonces, las distorsiones del espacio de redshifts evitan que se midan distancias dentro de sistemas virializados (ver introducción de [Walke & Mamon, 1989](#)). Sin embargo, hay un CG que cumple con el criterio de HCG descubierto por [Mamon \(1989\)](#) dentro del cúmulo de Virgo. Este CG está lo suficientemente cerca por lo que [Mei et al. \(2007\)](#) realizaron mediciones de distancias a las galaxias por medio de las fluctuaciones del brillo superficial las cuales indican que este CG es un alineamiento aleatorio a lo largo de la línea de la visual ([Mamon, 2008](#)). En resumen, aunque se han realizado muchos esfuerzos buscando una explicación sobre la naturaleza de los CGs, el debate aún sigue abierto.

El advenimiento de simulaciones cosmológicas cada vez más grandes y más realistas ahora nos permite distinguir si los CGs son realmente densos en 3D o si son causados por alineamientos aleatorios dentro de grupos difusos, estructuras filamentosas o con el campo en general. En un intento pionero, [Hernquist et al. \(1995\)](#), quienes identificaron galaxias como esferoides densos de gas frío en sus simulaciones N-cuerpos+hidrodinámica, encontraron 5 CGs cuando buscaban en varias direcciones en el espacio de redshifts, entre los cuales 4 tenían al menos 4 velocidades concordantes. Sorprendentemente, los 4 CGs eran más grandes que $2 h^{-1}$ Mpc a lo largo de la línea de la visual, y uno de ellos era tan grande como $4 h^{-1}$ Mpc, y aún así presentaban velocidades concordantes, a pesar del estiramiento de las velocidades causado por su elongación a lo largo de la línea de la visual (ley de Hubble).

El análisis de [Hernquist et al.](#) tiene varios contras: el cubo de la simulación era pequeño ($44 h^{-1}$ Mpc de lado), la resolución de masa era pobre (su simulación tenía 32^3 partículas de materia oscura (DM) y 32^3 partículas de gas) y la resolución espacial también era baja (las partículas de DM tenían una longitud de suavizado de $10 h^{-1}$ kpc). Más aún, la identificación de galaxias como esferas de gas denso no es óptima, especialmente porque el feedback por supernovas y núcleos de galaxias activas no están incorporados,

y padece de baja resolución de masa (las galaxias habían sido identificadas con tan sólo 8 partículas de gas).

En este capítulo, se cuantifica la fracción de CGs que pueden ser considerados como entidades reales en una muestra de CGs identificados automáticamente, tomando como base simulaciones cosmológicas más realistas. En la actualidad, uno puede construir CGs realistas de dos maneras: 1) a partir de simulaciones cosmológicas sin disipación sobre las cuales las galaxias se identifican por medio de modelos semianalíticos de formación/evolución de galaxias bastante complejos; 2) a partir de códigos hidrodinámicos que resuelven galaxias. Aquí se eligió la primera aproximación y, para este propósito se usó la más grande simulación cosmológica de N-cuerpos que existe, la simulación Millennium (Springel et al., 2005), sobre la cual las galaxias se identificaron usando tres recientes modelos semianalíticos (SAMs) de formación de galaxias (Croton et al., 2006; Bower et al., 2006; De Lucia & Blaizot, 2007) (ver capítulo 2).

Estas muestras de galaxias brindan una oportunidad para corroborar los efectos de ón y la naturaleza real de sistemas identificados usando algoritmos estándar como el propuesto por Hickson (1982). En este capítulo, los CGs son identificados en catálogos sintéticos en el espacio de redshifts (sección 2.3.1), los cuales fueron construidos a partir de la muestras de galaxias en espacio real derivadas de los modelos semianalíticos a partir de la simulación Millennium.

En comparación con el análisis de Hernquist et al., el estudio llevado a cabo en este capítulo está basado en una simulación cuyo volumen es más de 1 millón de veces más grande, con 30 mil veces más partículas, 25 veces más detallada la resolución en masa y una escala de softening 4 veces más chica. Sin embargo, la simulación usada en este trabajo no contiene partículas de gas por lo que los parámetros de las galaxias son altamente dependientes de la física de la formación y evolución de las galaxias de los 3 modelos semianalíticos que se analizaron.

Muy recientemente, McConnachie et al. (2008b) han publicado un estudio de grupos compactos identificados sobre catálogos sintéticos desarrollados por Blaizot et al. (2005). Estos catálogos fueron construidos utilizando las simulaciones Millennium combinadas con un modelo semianalítico de formación de galaxias desarrollado por De Lucia & Blaizot (2007). A partir de este estudio, los autores concluyeron que el 70 % de los sistemas identificados automáticamente en proyección con al menos 3 miembros son alineamientos aleatorios. Desafortunadamente, estos autores sólo exploraron los resultados de muestras identificadas automáticamente en proyección sin considerar la submuestra de grupos con

velocidades concordantes, que desde que [Hickson et al. \(1992\)](#) publicaron los corrimientos al rojo de las galaxias de los grupos HCG, la mayoría de los análisis observacionales han descartado los HCG con velocidades discordantes. Por otro lado, el criterio en el que basaron su clasificación como sistemas físicamente densos o alineamientos aleatorios determina que la clase físicamente densa puede estar compuesta por sistemas en los cuales la máxima separación entre galaxias puede ser desde $200 h^{-1} kpc$ hasta $600 h^{-1} kpc$ (o un poco superior). Por lo cual, este criterio produce muestras de sistemas físicamente densos que no son homogéneas, y en los cuales la idea de configuraciones realmente compactas no ha sido tomada en cuenta.

En comparación con el trabajo de [McConnachie et al.](#), en este trabajo se compararán resultados obtenidos a partir de tres modelos semianalíticos diferentes, enfatizando la dependencia de algunos de los resultados con los modelos de formación utilizados. Y se definirán criterios de compacticidad de acuerdo con las configuraciones tridimensionales de los sistemas, intentando definir una muestra homogénea de entidades físicamente densas. Además, en este capítulo se hace especial énfasis en los HCGs, los cuales son, por lejos, la muestra de grupos compactos mejor estudiada (la cual abarca casi la mitad de las citas de catálogos de CG desde 2003).

3.2 Construcción y clasificación de la muestra de grupos compactos

3.2.1 Muestra de Grupos Compactos Observados

Se utilizaron los grupos compactos del catálogo de [Hickson](#) (HCG), con fotometría medida por [Hickson, Kindl, & Auman \(1989\)](#) en las bandas B y R (presumiblemente Johnson¹). [Hickson \(1982\)](#) encontró 100 HCGs, y [Hickson et al. \(1992\)](#), quienes midieron redshifts para virtualmente todas las galaxias, construyeron una muestra con velocidades eliminando galaxias que difieran en más de 1000 km s^{-1} de la mediana de velocidad del grupo. De esta forma, ellos obtuvieron 92 HCGs con al menos 3 galaxias concordantes y 69 HCGs con al menos 4 galaxias concordantes.

¹no existen especificaciones sobre el sistema de magnitudes utilizado

Para futuras comparaciones con el catálogo espectroscópico Sloan Digital Sky Survey (SDSS), se eligió una magnitud límite en la banda R -Johnson de 17.44 que representa un corte similar a la magnitud espectroscópica de SDSS de $r < 17,77^2$.

Primero se notó que sólo 83 HCGs de los originales 99³ tienen al menos 4 galaxias cuyas magnitudes R corregidas por extinción están dentro del rango de 3 magnitudes desde la más brillante (esto también queda claro en las magnitudes B_T y B_T^0 dadas en [Hickson et al., 1989](#), aunque esto no fue discutido por estos autores). De entre estos 83 HCGs, hay 81 HCGs cuya galaxia más brillante satisface $R_b < 17,44 - 3 = 14,44$, para asegurar así la completitud hasta $R = 17,44$. A lo largo de este trabajo se referirá a esta muestra *pHCG* (por HCG definidos en proyección).

Utilizando los redshifts obtenidos por [Hickson et al. \(1992\)](#), dados en la tabla VII/213/galaxies en Vizier⁴ ([Ochsenbein, Bauer, & Marcout, 2000](#)), más los redshifts que se encontraron en la base NASA/IPAC Extragalactic Database (NED)⁵ — al presente todas las galaxias de los HCGs tienen medidos sus redshifts —, sólo 55 de entre los 81 *pHCGs* tienen al menos 4 galaxias dentro de 1000 km s^{-1} a partir de la mediana de velocidad del grupo (a partir de aquí se le llamará muestra *vHCG*, por HCG seleccionados con velocidad). De estos 55 grupos *vHCG*, 29 forman una submuestra con $v < 9300 \text{ km s}^{-1}$ que es completa en luminosidad hasta $M_R < -17,4$, la cual es la magnitud límite de las galaxias en la simulación (ver [2.3](#)).

3.2.2 Esquema básico para las muestras de grupos compactos sintéticos

Los catálogos de CGs sintéticos se construyen en varios pasos:

1. Simular la evolución gravitatoria de una gran porción del universo, representada por partículas sin colisiones (materia oscura);
2. Adosar galaxias a la simulación con un modelo semianalítico de formación de galaxias;
3. Convertir en un catálogo sintético (mock) de galaxias en espacio de redshifts;

²ver nota al pie en la sección [2.3.1](#)

³Se omitió el grupo HCG 54, el cual es el HCG con el menor radio proyectado, ya que parece ser un grupo de regiones HII en una sola galaxia [Arkhipova et al. \(1981\)](#) o el resultado final de la fusión de dos galaxias disco [Verdes-Montenegro et al. \(2002\)](#).

⁴<http://webviz.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR>

⁵<http://nedwww.ipac.caltech.edu>

4. Construir un catálogo sintético de CGs en 2D (a partir de aquí le llamaremos *mpCG*, por *mock CG en proyección*), aplicando los criterios de selección de HCG;
5. Convertir los *mpCG* en un catálogo sintético de CG filtrado en velocidad (*mvCG*, por *mock CG filtrado en velocidad*), removiendo las galaxias con redshifts discordantes;
6. Convertir *mvCG* en un catálogo de HCGs filtrados en velocidad (*mvHCG*, por *mock Hickson Compact Groups*), seleccionando aleatoriamente grupos de acuerdo con la completitud de los HCG como una función del brillo superficial del grupo, la magnitud de la galaxia más brillante y su contribución a la luminosidad total del grupo.

Los pasos 1 y 2 ya fueron realizados por el consorcio Virgo y liberados públicamente a la comunidad científica. El último paso está motivado por la fuerte incompletitud del catálogo HCG en brillo superficial y magnitudes de las galaxias (ver sección 3.2.5 más adelante).

Dado el alto número de submuestras a analizar, en la tabla 3.1 se presenta una lista de los diferentes acrónimos utilizados para referir a las diferentes muestras, que puede ser de mucha utilidad a medida que se avanza en la lectura de este capítulo.

3.2.3 Grupos Compactos sintéticos seleccionados en proyección: *mpCG*

Dado que la simulación Millennium provee de posiciones 3D de las galaxias así como también de redshifts para cada galaxia, es posible hacer un análisis detallado de la capacidad de los algoritmos para identificar CGs. Aún más importante, la naturaleza compacta de los candidatos a CGs puede ser testeada.

Los catálogos sintéticos utilizados para la identificación de grupos compactos fueron descritos en la sección 2.3.1. Para incrementar el peso estadístico de los resultados, se consideraron ocho observadores ubicados en los ocho vértices del cubo de la simulación, y todos los procedimientos de identificación se llevaron a cabo sobre estas ocho muestras independientemente para finalmente combinar los CGs resultantes en una única gran muestra. La completitud de estos catálogos limitados en magnitud+volumen podría causar un vicio en los resultados. Es por esto que las implicaciones de usar muestras limitadas en magnitud y en volumen serán cuidadosamente estudiadas en la sección 3.2.6

Cuadro 3.1: Lista de acrónimos utilizados en este capítulo

CG	Grupos Compactos en general
HCG	Grupos compactos de Hickson
<i>pHCG</i>	HCGs que estrictamente cumplen los criterios de Hickson '82 $+R_b \leq 14,44$
<i>vHCG</i>	<i>pHCGs</i> con velocidades concordantes
<i>mpCG</i>	grupos compactos sintéticos (mock) que cumplen los criterios de Hickson '82 $+R_b \leq 14,44$
<i>mvCG</i>	grupos compactos sintéticos con velocidades concordantes
<i>mvHCG</i>	<i>mvCG</i> seleccionados para imitar los vicios introducidos por Hickson
CA	Alineamientos aleatorios (C hance A lignments) de galaxias
CALG	Alineamientos aleatorios de galaxias dentro de grupos difusos (C hance A lignment within L ooser G roups)
CAF	alineamientos aleatorios de galaxias dentro de filamentos (C hance A lignments of galaxies within F ilaments)
CALG3	alineamientos dentro de un grupo difuso donde al menos 3 galaxias se encuentran próximas entre sí
CALG2	alineamientos dentro de un grupo difuso donde al menos 2 galaxias se encuentran próximas entre sí
CALG1	alineamientos dentro de un grupo difuso donde ninguna galaxia se encuentran próxima a otra
CAF3	alineamientos en filamentos donde al menos 3 galaxias se encuentran próximas entre sí
CAF2	alineamientos en filamentos donde al menos 2 galaxias se encuentran próximas entre sí
CAF1	alineamientos en filamentos donde ninguna galaxia se encuentran próxima a otra
<i>FoF</i>	Grupos identificados en el espacio real

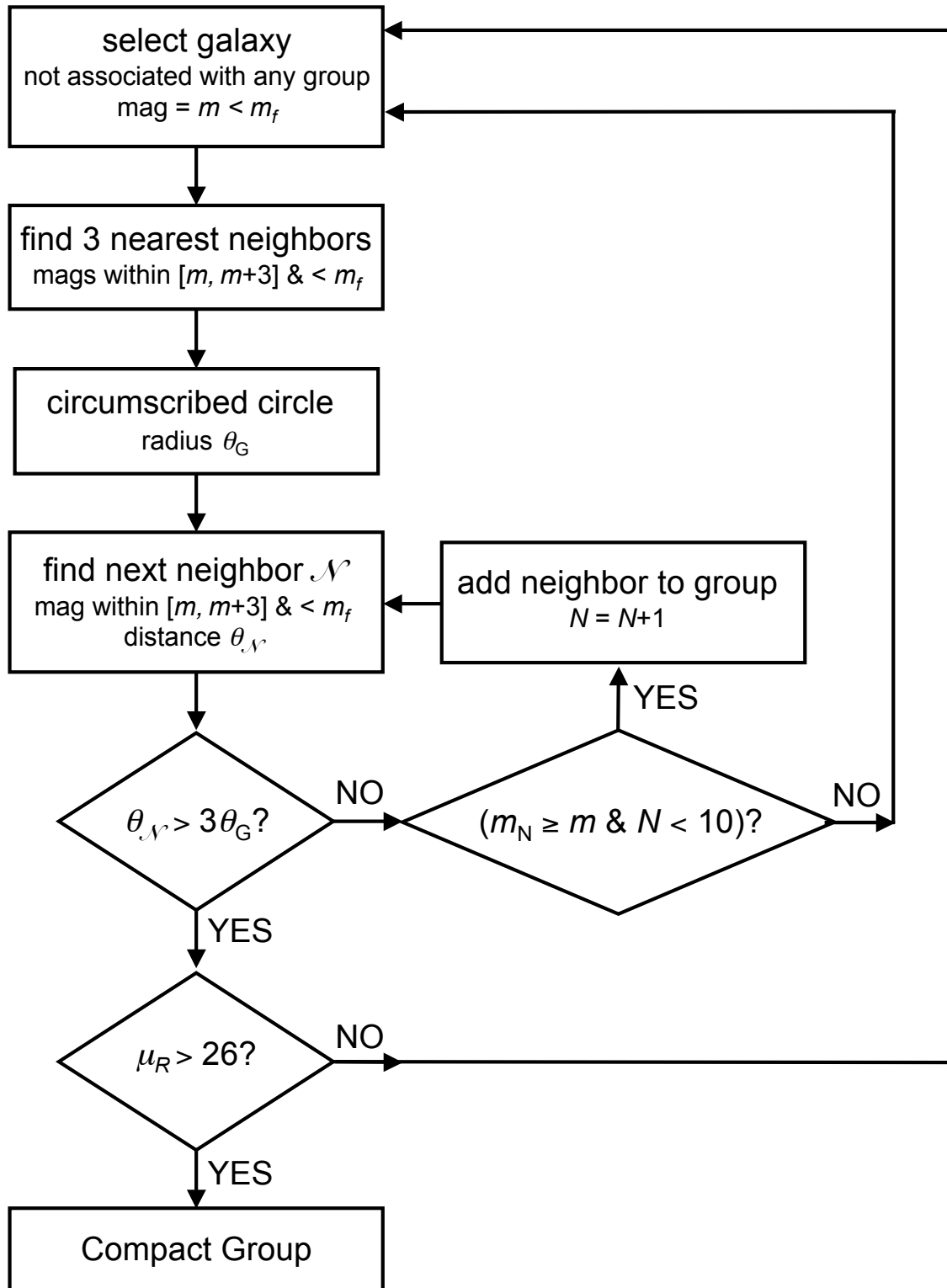


Figura 3.1: Diagrama de flujo de la selección de CGs en proyección. m_f representa la magnitud aparente límite del catálogo de galaxias, en este caso $m_f = 17,44$.

En este trabajo se utiliza un algoritmo automático de búsqueda de *mpCG*, similar al descrito por [Hickson \(1982\)](#), aplicado a catálogos sintéticos.

El algoritmo define como *mpCG* aquellos sistemas que satisfacen las siguientes condiciones:

- $4 \leq N \leq 10$ (población)
- $\theta_N > 3\theta_G$ (aislación)
- $\mu_R < 26 \text{ mag arcsec}^{-2}$ (compacticidad)
- $R_b \leq 14,44$ (homogeneidad)

donde

- N es el número total de galaxias dentro de 3 magnitudes del miembro más brillante del grupo;
- θ_G es el diámetro angular del círculo más pequeño (circunscripto) que contiene los centros de las galaxias;
- θ_N es el diámetro angular del círculo concéntrico que no contiene otra galaxia dentro del mismo rango de magnitudes o más brillante;
- μ_R es el brillo superficial medio en el banda R , promediado sobre el círculo que circunscribe los centros de las galaxias.
- R_b es la magnitud aparente de la galaxia más brillante en la banda R ;

Notar que el cuarto criterio no fue considerado por [Hickson \(1982\)](#). En la sección [3.2.6](#) se demostrará que esta restricción es fundamental para evitar vicios de selección.

Los pasos principales de este algoritmo están resumidos en el diagrama de flujo de la figura [3.1](#), y finalmente el último paso a aplicar para tener una muestra homogénea, se seleccionan aquellos grupos compactos cuya galaxia más brillante es más brillante que $R = 14,44$, es decir, todos los grupos seleccionados tienen la posibilidad de tener a sus miembros dentro de 3 magnitudes de la más brillante. No implementar este corte conduce a una muestra en la que algunos grupos tienen una diferencia en magnitud entre sus miembros mucho menor que tres magnitudes sólo porque el catálogo de donde fueron derivados no contenía a las galaxias más débiles.

Es importante en este punto hacer notar la importancia del cálculo del círculo mínimo que contiene a las galaxias. Ya que se trabaja en proyección, la convergencia de los meridianos debe ser tenida en cuenta al calcular la distancia entre galaxias. Por otro lado, para encontrar el círculo mínimo en primer lugar debe reconocerse la cáscara

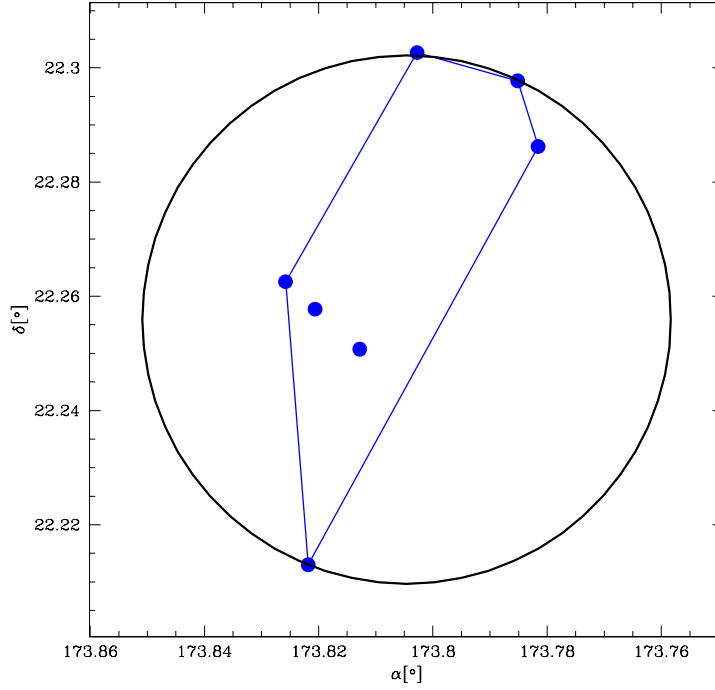


Figura 3.2: Círculo mínimo que circunscribe los centros de las galaxias.

convexa (convex hull) que determina el polígono que incluye a todos los puntos dato. Luego, se toman tres puntos de ese polígono y se calcula el círculo que pasa por esos tres puntos. Finalmente, se seleccionan aquellos círculos que contienen a todos los otros puntos, y se selecciona el círculo mínimo. En la figura 3.2 se muestra un ejemplo con un grupo en particular, en azul está marcado el polígono o cáscara convexa, y en negro el círculo mínimo.

Usando este algoritmo, se encontraron 7925, 12442, y 31347 *mpCGs* en las muestras C06, B06 y DLB, respectivamente. Es interesante comparar la densidad de los *mpCGs* seleccionados en proyección con la de los HCGs, seleccionados de la misma manera. Se estimaron para las muestras sintéticas y observada las densidades espaciales medias de los CGs dentro de la más baja de las medianas de distancia de todas las muestras, la cual es una medida bastante robusta de la densidad. La distancia adoptada es 9000 km s^{-1} , donde todas las muestras (observada y sintéticas) son completas en luminosidad, y donde los HCG parecen ser completos en velocidad (Fig. 3.3). Entonces la densidad espacial es

Cuadro 3.2: Muestras de Grupos Compactos

Muestra	Tipo	filtrado en v ?	μ_R^{lim}	N			\bar{n}_{90}		
			[mag arcsec ⁻²]				[10 ⁻⁵ h ³ Mpc ⁻³]		
$pHCG$	observada	no	26	81			1.9		
$vHCG$	observada	sí	26	55			1.1		
				C06	B06	DLB	C06	B06	DLB
$mpCG$	sintética	no	26	7925	12442	31347	51	73	62
$mvCG$	sintética	sí	26	4346	7010	9862	45	65	55
$mvHCG$	sintética	sí	26*	283	371	380	5.7	7.6	3.9

Notas: el brillo superficial límite en la muestra $mvHCG$ no es abrupto. Las columnas con 3 valores muestran los resultados para los modelos [Croton et al. \(C06\)](#), [Bower et al. \(B06\)](#), y [De Lucia & Blaizot \(DLB\)](#), respectivamente. La densidad espacial dentro de $90 h^{-1}$ Mpc, \bar{n}_{90} , está definida en la ecuación (3.1). La densidad espacial para todas las muestras sintéticas fue dividida por 8 para tener en cuenta los 8 vértices desde donde ellas fueron seleccionadas.

calculada como:

$$\bar{n}_{90} = \frac{3 N (v < 9000 \text{ km s}^{-1})}{90^3 \Delta\Omega} h^3 \text{ Mpc}^{-3} . \quad (3.1)$$

Se obtuvo 5.1 , 7.3 y $6.2 \times 10^{-4} h^3 \text{ Mpc}^{-3}$ (ver tabla 3.2) usando los semianalíticos C06, B06 y DLB, respectivamente. En comparación, los HCGs fueron seleccionados en las placas POSS I, cubriendo un ángulo sólido de 9.7 sr ($\text{Dec} > -33^\circ$). Para los 81 $pHCG$ s, la densidad media es $\bar{n}_{90} = 1.9 \times 10^{-5} h^3 \text{ Mpc}^{-3}$ (Tabla 3.2), es decir, típicamente 33 veces más baja que los valores obtenidos de las 3 muestras de $mvCG$ s. Más adelante se discutirá sobre las incompletitudes de la muestra de [Hickson](#).

3.2.4 Grupos compactos sintéticos filtrados en velocidad: $mvCG$

Con este espíritu, se construyó una muestra de $mvCG$ s (filtrado en velocidad) con el siguiente proceso iterativo:

- Se calcula la mediana de velocidad del grupo, v_{median} .
- Se descartan aquellas galaxias con $|v - v_{\text{median}}| > 1000 \text{ km s}^{-1}$.
- Si al menos quedan n galaxias, se itera hasta que no se descartan más galaxias o el grupo desaparece ($n < 3$).
- Se mantienen aquellos CGs que tienen al menos n galaxias y que aún satisfacen el criterio de compactidad.

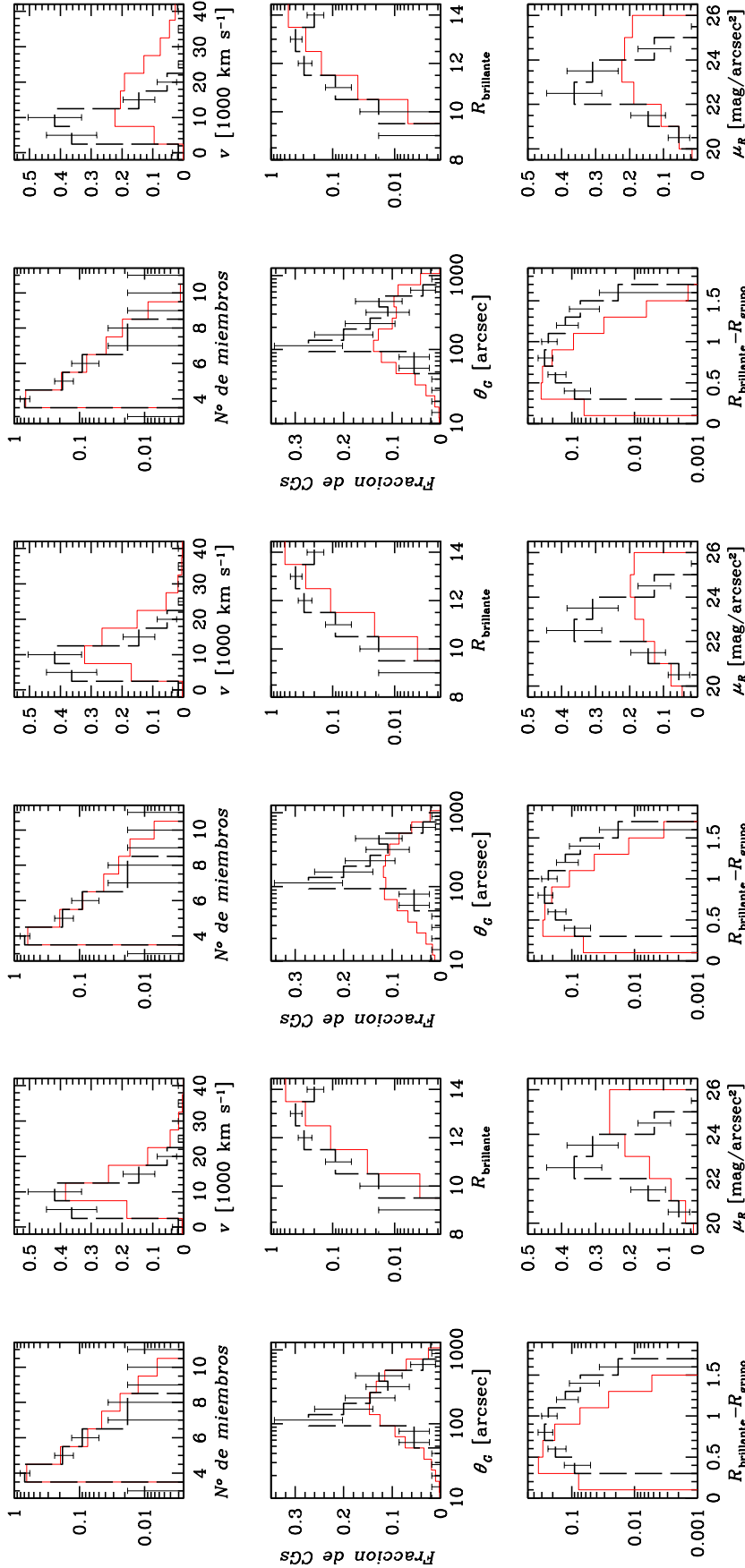


Figura 3.3: Distribuciones de las propiedades de CGs filtrados en velocidad: CGs observados (*líneas a trazos negras gruesas*) y sintéticos (*líneas sólidas finas rojas*) para los 3 modelos (C06; 2 columnas derecha: B06; 2 columnas izquierda: DLB). Para cada modelo las propiedades son: multiplicidades de los grupos (*superior izquierda*), velocidades radiales (*superior derecho*), diámetros angulares de los grupos (*centro izquierda*), magnitudes de la galaxia más brillante (*centro derecha*), diferencias en magnitudes entre la galaxia más brillante y la magnitud total del grupo (*inferior izquierda*), y brillos superficiales de los grupos (*inferior derecho*). Las barras de error corresponden a errores Poisson para los *vHCGs*.

Se adoptó $n = 4$ como el mínimo número de velocidades concordantes (aunque más adelante se considerará $n = 3$ para cuantificar el efecto de los tripletes).

Como puede deducirse de la tabla 3.2, el porcentaje de $mpCGs$ que sobrevive el filtrado en velocidad es 55 % (C06), 56 % (B06), and 32 % (DLB), por lo que las muestras finales de CGs con velocidades concordantes contienen entre ~ 4300 y ~ 10000 $mvCGs$, dependiendo del SAM utilizado.

A pesar de que los HCGs fueron originalmente definidos teniendo al menos 4 miembros, Hickson et al. (1992) consideraron también aquellos HCGs con al menos 3 velocidades concordantes, y en la literatura, es entonces común encontrar estadísticas que incluyen tripletes. El porcentaje de $mvCGs$ que tiene exactamente tres velocidades concordantes (es decir, tripletes en espacio de redshifts) es 18 %, 16 % y 18 % para C06, B06 y DLB, respectivamente (así 73 %, 72 % y 50 % de los CGs tienen al menos 3 velocidades concordantes en C06, B06 y DLB). En este capítulo, los análisis están basados en CGs con al menos cuatro galaxias con velocidades concordantes, a menos que se especifique algo distinto.

Ahora se compararán las densidades de los $mvCGs$ con la de la muestra $vHCG$. Para las muestras sintéticas de $mvCG$ con al menos 4 velocidades concordantes, las densidades espaciales medias son 4.5, 6.5 y $5.5 \times 10^{-4} h^3 \text{Mpc}^{-3}$ para C06, B06 y DLB, respectivamente. Para los 55 $vHCGs$ con al menos 4 velocidades concordantes, cuya galaxia más brillante es más brillante que 14.44 la densidad espacial es $\bar{n}_{90} = 1.1 \times 10^{-5} h^3 \text{Mpc}^{-3}$ (Tabla 3.2). Entonces, la densidad espacial de los grupos compactos sintéticos filtrados en velocidad es 50 veces la densidad de los $vHCG$ observados, lo que sugiere que *la completitud de los $vHCG$ es de sólo un 2 %*. La baja densidad espacial de los $vHCGs$ observados puede ser parcialmente explicada por la incompletitud en la selección visual de Hickson, principalmente cerca de los límites de selección, como se verá después, y en menor medida a la inclusión en su área de búsqueda del Plano Galáctico, donde el oscurecimiento abrillanta la magnitud límite corregida por extinción de los CGs.

Las propiedades principales de los $mvCGs$ identificados en los tres SAMs están mostradas en la figura 3.3 junto con las distribuciones observadas en los $vHCGs$. La selección visual de Hickson produjo un catálogo que es incompleto en tamaños angulares chicos (centro izquierda), en magnitudes débiles de la galaxia más brillante (centro derecha), en grupos con una galaxia brillante dominante (abajo izquierda), y en grupos con bajo brillo superficial (abajo derecha). La incompletitud de los HCGs en bajo brillo superficial ($24 < \mu_R < 26 \text{ mag arcsec}^{-2}$) ya fue notada por Walke & Mamon (1989) y

Prandoni et al. (1994). La incompletitud en número de cuentas de galaxias más brillantes es análoga a la incompletitud en el número de cuentas de grupos que Prandoni et al. ya habían notado en el límite bastante brillante de $b_J = 13,1$. Como fue notado por Mamon (2000b), la inspección de la Fig. 7 de Prandoni et al. indica que el catálogo de Hickson es incompleto hasta un factor 3 en magnitudes brillantes, y esta incompletitud empeora a medida que se analizan magnitudes más débiles. Esto también es evidente en el panel central de la derecha de la figura 3.3, el cual sugiere (igualando las cuentas en magnitudes intermedias) que los HCGs empiezan a ser incompletos para magnitudes de la galaxia más brillante más débiles que $R = 13,75$, hasta el punto donde a $R = 14,44$ la completitud diferencial decae hasta un $\sim 5\%$. La incompletitud de los HCGs en grupos dominados por una galaxia muy brillante ya fue notada por Prandoni et al. (1994), quien también encontró que Hickson (1982) estuvo viciado a encontrar grupos donde las dos galaxias más brillantes tienen magnitudes comparables.

Por otro lado, todas las propiedades obtenidas en catálogos observacionales de CGs, construidos por medio de algún algoritmo automático, tales como Prandoni et al., Iovino (2002), Lee et al. (2004), están en completo acuerdo con aquellos encontrados en este trabajo.

3.2.5 Grupos compactos sintéticos tipo Hickson: *mvHCG*

Como ya se mencionó anteriormente, los HCGs producidos por la inspección visual de Hickson no pueden ser reproducidos por un algoritmo automático de identificación dados los numerosos vicios en la selección de los HCGs. Por lo tanto, la naturaleza y las propiedades de los CGs sintéticos que cumplen estrictamente con los criterios mencionados en la sección 3.2.3 podrían ser distintas que las de los HCGs mismos.

Dada la fuerte y progresiva incompletitud de los HCGs en las cuentas de galaxias brillantes, tamaños angulares chicos, y sistemas con una galaxia brillante muy dominante, es esencial tener en cuenta todos estos factores extras de incompletitud cuando se construye una muestra que sea una buena imitación de los HCGs observados. Entonces, se desea construir una muestra de grupos compactos sintéticos filtrados en velocidad que imite a los HCGs (*mvHCG*): partiendo de la muestra *mvCG* y seleccionando galaxias con probabilidades proporcionales a las completitudes en 1) brillo superficial del grupo, 2) magnitud de la galaxia más brillante, y 3) diferencia entre la magnitud de la galaxia más brillante y la magnitud total del grupo (es decir, la importancia relativa de la galaxia más brillante). No se consideró la distribución de tamaños angulares ya que esa cantidad

es directamente dependiente de los otros tres parámetros. Debido a que el número resultante de *mvHCGs* resulta ser muy pequeño, en lugar de seleccionar *mvCGs* de acuerdo con la probabilidad de que un dado *mvCG* hubiera sido observado por Hickson, se procedió de la siguiente manera. Se seleccionaron los primeros *mvCGs* que “rellenan” las distribuciones observadas de *vHCGs* de los tres parámetros y este “rellenado” se detiene cuando alguno de los 10 bins en cualquiera de las tres distribuciones alcanza el valor observado en el respectivo bin de los *vHCGs*. Entonces, las distribuciones derivadas de los tres parámetros no igualan perfectamente a las observadas, pero son límites inferiores. Este ejercicio se repite, utilizando diferentes órdenes para el lazo sobre los *mvCGs* hasta que las distribuciones son lo más parecidas posible a las de los *vHCGs*.

Este procedimiento fue nuevamente aplicado sobre las ocho muestras diferentes correspondientes a los ocho observadores ubicados en los ocho vértices del cubo de la simulación, y luego las ocho muestras independientes son unidas en una única muestra *mvHCGs* para cada SAM que contiene típicamente 350 grupos.

Las distribuciones de las propiedades de los *mvHCGs*, mostradas en la figura 3.4, concuerdan mucho mejor con las observadas de los *vHCGs*. Cabe señalar aquí que en el modelo C06 no hay *mvCGs* en los dos últimos bins de $R_{\text{brillante}} - R_{\text{grupo}}$, es decir que el modelo C06 falla en encontrar grupos con galaxias de magnitud similar. Las tres muestras de *mvHCGs* serán utilizadas para realizar comparaciones con la muestra observada *vHCG* y para comparar con lo que otros autores encontraron al estudiar los HCGs.

La tabla 3.2 muestra las principales características de las diferentes muestras.

3.2.6 Test sobre la muestra limitada en volumen

Para testear si el uso de un catálogo sintético limitado no sólo en magnitud sino también en volumen (1 cubo de la simulación) podría estar viciando los resultados de este trabajo, se construyó, con el modelo DLB, un “cono de luz” (light-cone) limitado sólo en magnitud que incluye tanto la evolución en las estructuras como la evolución en los procesos astrofísicos. Este light-cone se construye a partir de las diferentes salidas de la simulación de galaxias correspondientes a las diferentes épocas de evolución⁶.

⁶Para más detalles acerca de la construcción de un light-cone se recomienda la lectura de la tesis de licenciatura de Díaz (2002)

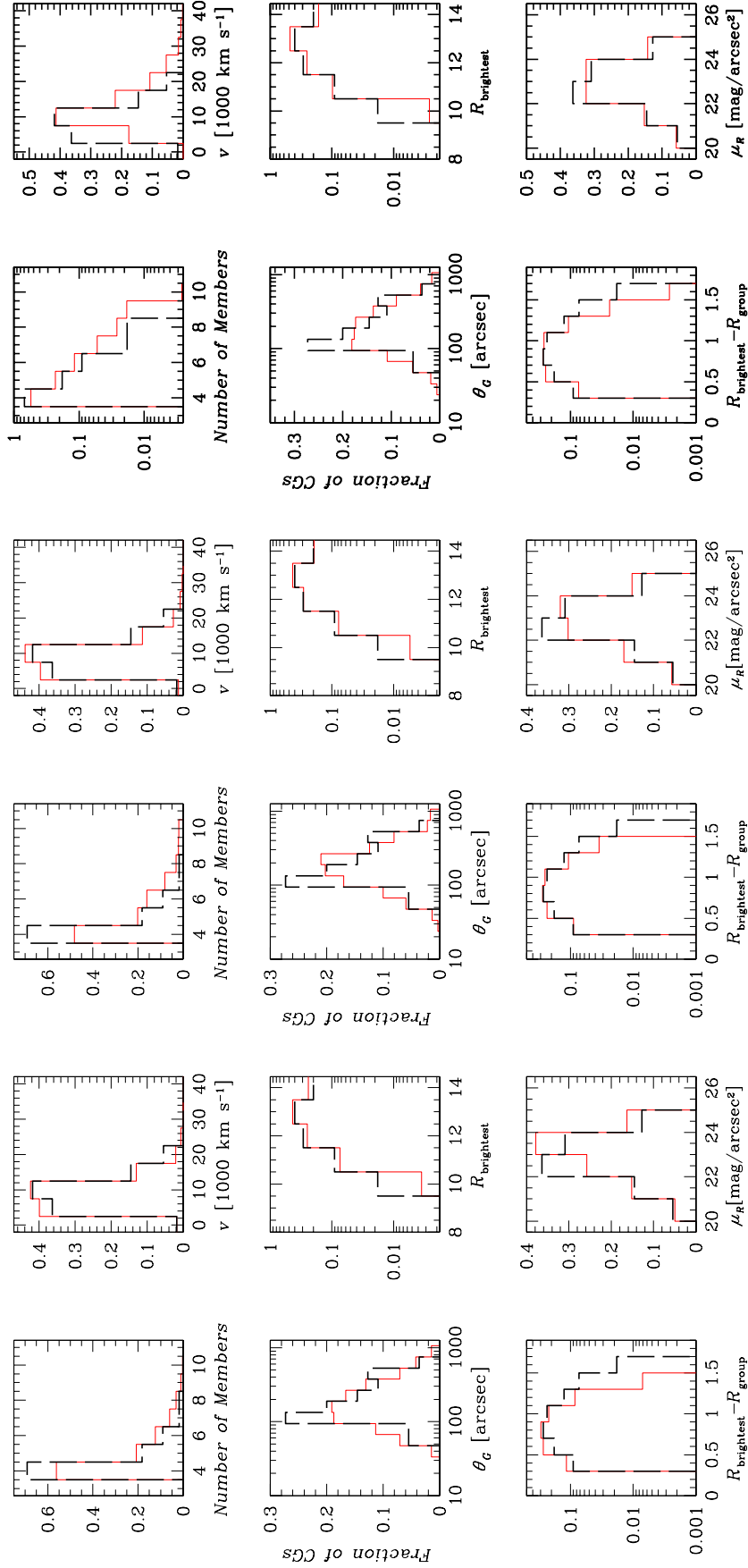


Figura 3.4: Igual que la figura 3.3 para los m HCGs sintéticos (*líneas rojas finas*) y los v HCG observados (*líneas negras gruesas a trazos*)

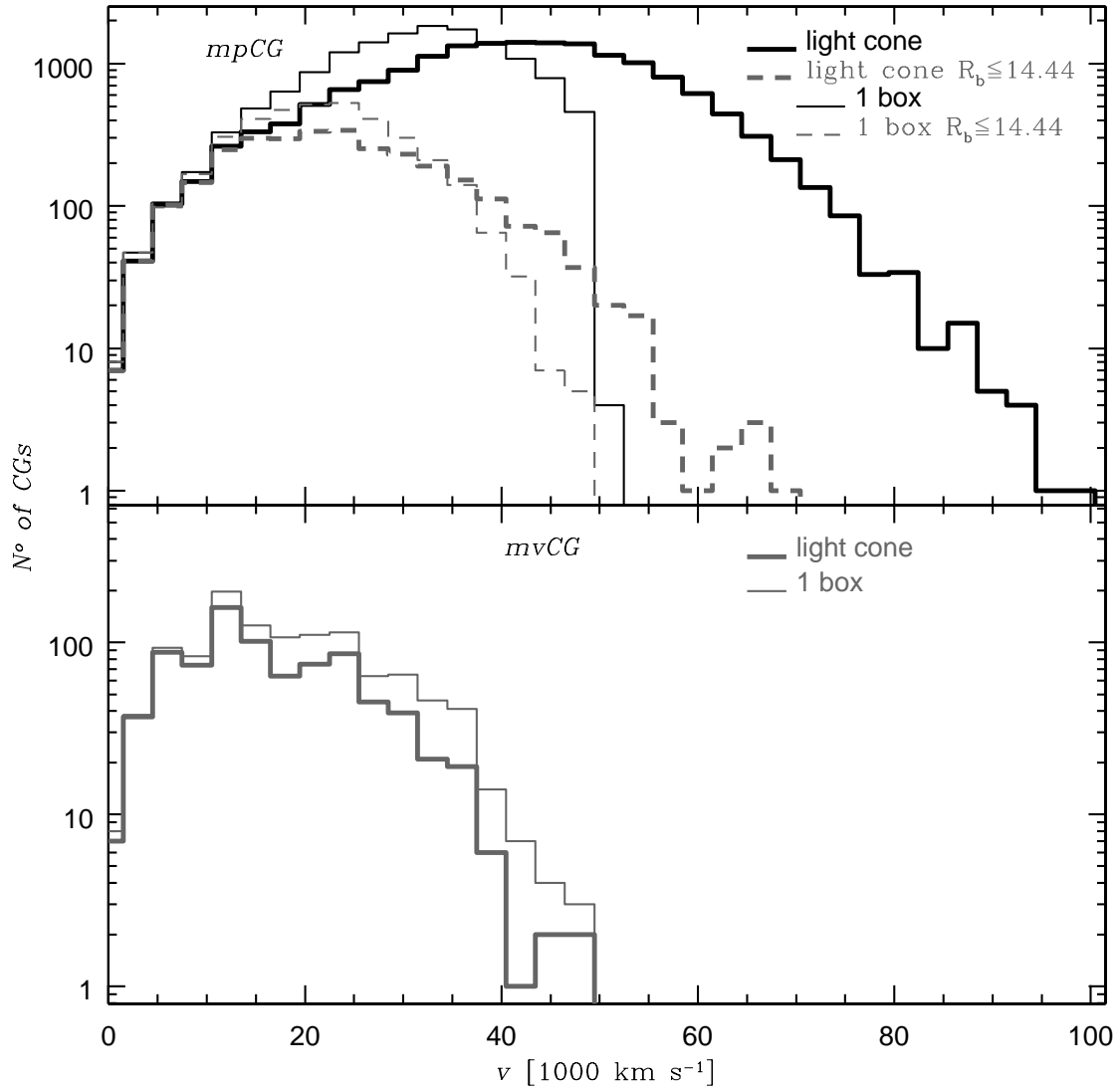


Figura 3.5: Distribuciones de velocidades radiales de los *mpCGs* (panel superior) y de los *mvCGs* (panel inferior) construidos a partir de un catálogo cortado en magnitud y en volumen (*líneas finas*), y a partir de un catálogo limitado sólo en magnitud (light-cone) (*líneas gruesas*), ambos construidos con $R \leq 17,44$.

El panel superior de la figura 3.5 compara la distribución de velocidades radiales de los $mpCGs$ extraídos de un catálogo sintético limitado en magnitud y en volumen (descrito en 2.3.1) (*líneas negras finas*) con la distribución obtenida a partir de la identificación en proyección de grupos compactos en un catálogo sintético limitado sólo en magnitud (light-cone) (*líneas negras gruesas*). Las líneas sólidas corresponden a las distribuciones obtenidas para las muestras antes de aplicar el criterio de homogeneidad ($R_b \leq 14,44$) mientras que las líneas grises a trazos son las muestras usadas en este trabajo. Puede verse claramente que los $mpCGs$ obtenidos a partir del light-cone y del catálogo limitado en volumen antes del corte en la magnitud de la galaxia más brillante (líneas sólidas negras), son muy diferentes. Hasta la distancia de medio cubo, se identifican menos CGs en el light-cone que en el catálogo cortado en volumen. Este efecto demuestra el hecho que CGs existentes pueden fallar el criterio de aislación o el de población cuando se considera una muestra no limitada en volumen. Más allá de los límites de un cubo, existen CGs que obviamente son perdidos en la muestra limitada en volumen. Sin embargo, cuando el criterio de homogeneidad se aplica (líneas grises a trazos), las muestras se vuelven mucho más parecidas, aunque aún hay menos CGs en la muestra extraída a partir de la muestra limitada en volumen. Después de aplicar el filtrado en velocidad a ambas muestras con corte en R_b , las distribuciones se vuelven mucho más parecidas (panel inferior). Aunque aún existen algunos grupos más (la diferencia no es significativa) en la muestra de $mvCGs$ extraída a partir del catálogo cortado en volumen, se pudo comprobar en un análisis independiente que este efecto no es un vicio introducido por las profundidades de las muestras, sino que en realidad es producido por la falta de evolución de las galaxias en el catálogo cortado en volumen.

En resumen, todos los resultados extraídos en este trabajo pueden ser trasladados directamente a catálogos observables limitados sólo en magnitud siempre que el criterio de homogeneidad sea aplicado.

3.2.7 Diferentes clases de Grupos Compactos

Aún cuando se usó información de redshifts para identificar los $mvCGs$, los grupos seleccionados no son necesariamente compactos en 3D en el espacio real.

Los $mvCGs$ pueden entonces ser separados en tres clases homogéneas:

- *Grupos Compactos Reales (Real)*,

- *Alineamientos Aleatorios dentro de Grupos Difusos (Chance alignments within Loose Groups, CALG),*
- *Alineamientos Aleatorios dentro de Filamentos (Chance alignments within Filaments, CAF).*

La idea es conservar como *mvCG* Reales a aquellas configuraciones de k ($\leq n$) galaxias próximas entre sí que son realmente densas en el espacio real. Algunos de los *mvCGs* originalmente identificados podrían no cumplir con este criterio cuando se los considera globalmente, sin embargo, sub-nubes embebidas en ellos podrían satisfacer este criterio y entonces ser considerados como *mvCGs* Reales.

Por lo tanto, la clasificación en submuestras está basada principalmente en la membresía (k) de las sub-nubes. El cálculo de k es un proceso iterativo:

Sea s_{\max} la distancia (espacio real) entre las dos galaxias más distantes dentro de un *mvCG*. Entonces, si $s_{\max} < s_{\text{cut}}$, el número de galaxias en la sub-nube es exactamente el número de miembros del *mvCG*, i.e. $k = n$. De lo contrario, la galaxia más aislada es descartada y s_{\max} se recalcula utilizando las galaxias restantes. Al final de este procedimiento, se puede determinar también cuántas sub-nubes hay dentro de cada *mvCG*.

Las tres clases de *mvCG* tienen entonces las siguientes características:

- Real CGs: $k \geq 4$,
- CALGs: $k < 4$ and $N_{\text{host}} \geq 4$,
- CAFs: $k < 4$ and $N_{\text{host}} < 4$,

donde k es el número de galaxias en el grupo o subgrupo con el mayor número de velocidades concordantes, mientras que N_{host} es el número de galaxias en el grupo (difuso) que lo contiene, el cual fue identificado en la muestra de galaxias en espacio real con el algoritmo FoF (ver fin de la sección 2.3.1).

Se puede ir más allá todavía y dividir las clases CA (Chance Alignments) (i.e, CALG y CAF) de acuerdo con el número de miembros en las sub-nubes. Entonces, se definen las siguientes clases: tripletes, binarios y simples para k igual a 3, 2 o 1 respectivamente, llamándose CALG3, CALG2, CALG1, CAF3, CAF2, CAF1. (Ver figura 3.6 para una simplificada visualización de cada una de estas clases).

Se adoptó un corte para la separación máxima de $s_{\text{cut}} = 148 h^{-1} \text{ kpc} = 2 \langle D_{\text{HCG}} \rangle$, donde $\langle D_{\text{HCG}} \rangle = 74,0 h^{-1} \text{ kpc}$ es la mediana del diámetro proyectado del círculo mínimo

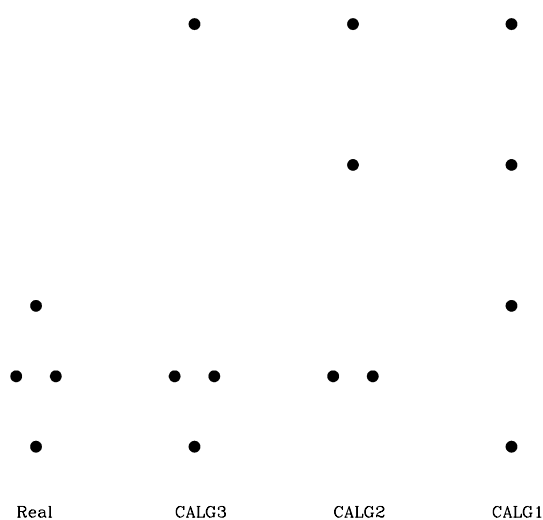


Figura 3.6: Caracterización visual de algunas posibles configuraciones de las clases de $mvCG$.

que contiene los centros de los $vHCG$. Por lo tanto, las nubes en 3D tienen una longitud máxima que no es superior a 2 veces $\langle D_{HCG} \rangle$. La elección de s_{cut} puede parecer algo arbitraria, sobre todo si se tiene en cuenta que la fracción de grupos Reales será dependiente de esta elección (ver figura 3.7). El proceso de identificación produce CGs que están bastante restringidos en proyección (sólo 2 grupos de Hickson tienen radios proyectados superiores a $80 h^{-1} \text{ kpc}$). Esto se debe principalmente a los criterios de compacticidad y aislación. Pero a lo largo de la línea de la visual el identificador de compactos es más permisivo y la única restricción hecha a posteriori es la del corte en velocidad alrededor de la mediana del grupo de 1000 km/s , lo que equivale a decir que a lo largo de la línea de la visual un grupo compacto podría medir hasta $20h^{-1} \text{ Mpc}$, que obviamente estaría muy lejos de la representación de sistemas compactos que cualquiera puede esperar. El criterio de identificación de CGs está planteado en forma bidimensional, pero lo ideal sería que la identificación fuera independiente de la posición del observador. Entonces, un ejercicio útil para entender el por qué del valor utilizado en este trabajo para s_{cut} es el siguiente: imaginemos que estamos interesados en encontrar al menos un CG del que podamos asegurar que es un sistema aislado y físicamente denso, tal como se esperaría de la identificación “perfecta”. Como se mencionó anteriormente, este grupo estará bastante

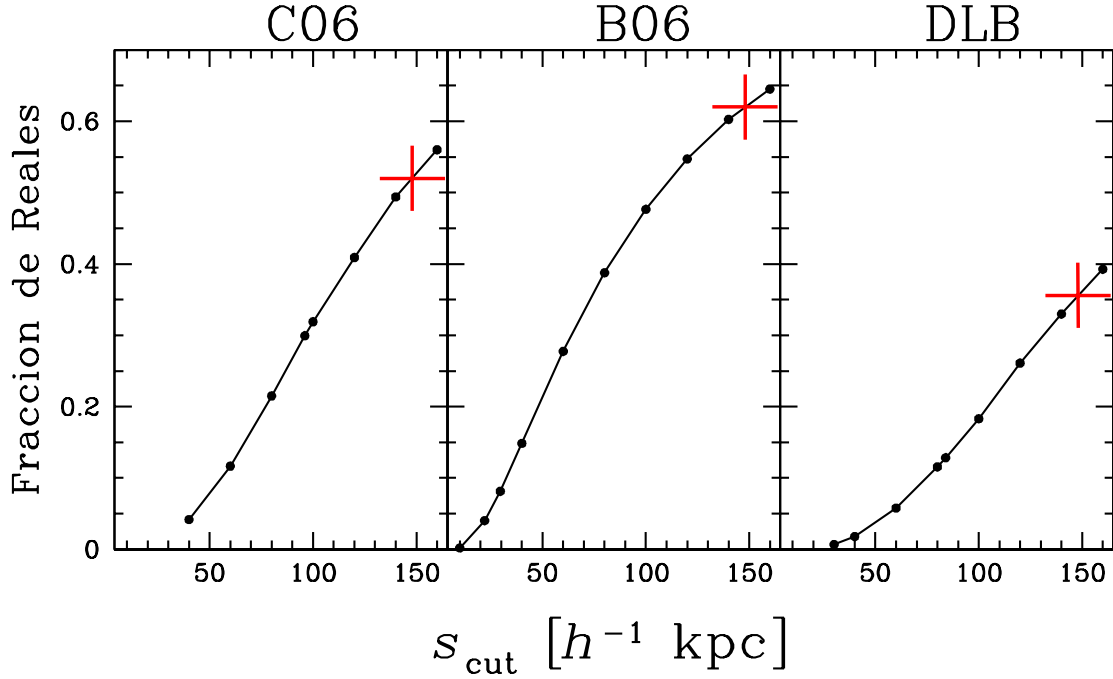


Figura 3.7: Fracción de CGs Reales como función de s_{cut} . Las cruces rojas representan el valor de s_{cut} adoptado en esta tesis.

acotado en proyección. Ahora imaginemos que trasladamos al observador de manera que la dirección de la visual en el nuevo sistema es perpendicular a la dirección de la visual que tenía en el sistema de coordenadas anterior. Nuevamente se le aplica el proceso de identificación de CGs y se encontrará que en este nuevo sistema de coordenadas el tamaño proyectado está acotado a menos de $100 h^{-1} \text{ kpc}$. Finalmente, al haber acotado el tamaño proyectado utilizando los dos diferentes sistemas de coordenadas obtendríamos como resultado un sistema cuyo tamaño a lo largo de la visual está al menos tan acotado como su tamaño en proyección. La elección de s_{cut} de alguna manera refleja este postulado, aunque es todavía permisivo al aceptar como grupos reales a aquellos donde la máxima separación tridimensional entre dos galaxias es el doble que el tamaño proyectado típico de los grupos compactos, por lo que adoptaremos las fracciones obtenidas en este trabajo como límites superiores a las fracciones de grupos compactos Reales.

Para las tres clases, se analizó el cociente entre la máxima separación a lo largo de la línea de la visual en espacio real (no observable), $S_{\parallel, \text{max}}$, y la separación máxima proyectada (observable), $S_{\perp, \text{max}}$. Este cociente contiene información acerca de las formas de los $mvCGs$: valores próximos a la unidad implican sistemas esféricos, mientras que valores más altos representan sistemas elongados. Ya que el algoritmo de búsqueda de $mvCG$

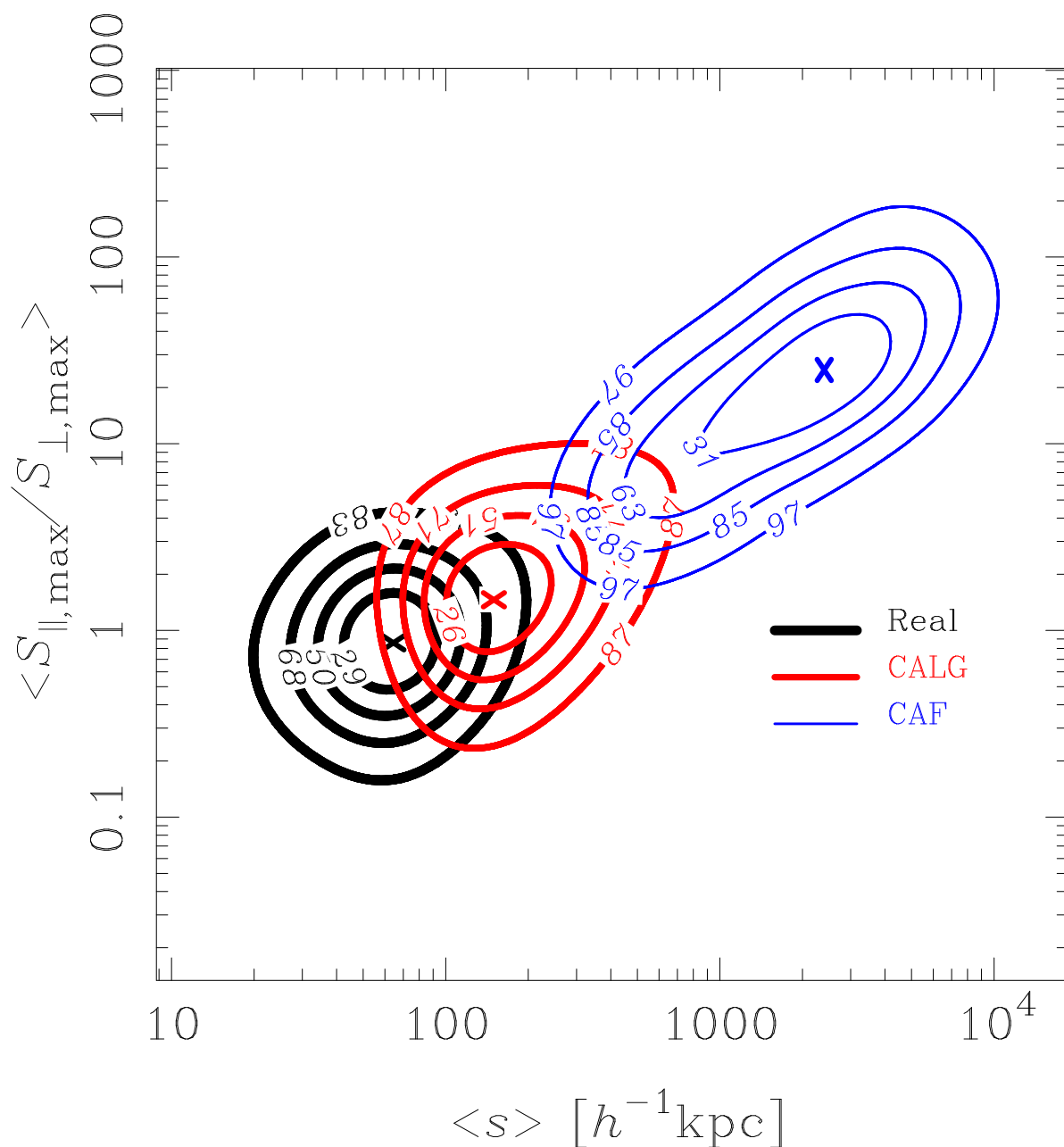


Figura 3.8: Contornos de isodensidad de la distribución de puntos del cociente de la separación máxima a lo largo de la línea de la visual y la máxima separación proyectada como función de la separación 3D entre galaxias para los CG obtenidos con el modelo DLB. Los números en los contornos representan el porcentaje de grupos encerrados en el interior de la región.

no permite tamaños proyectado muy grandes (debido a los criterios de compacticidad y aislación), pero no es tan restrictivo en limitar el tamaño a lo largo de la línea de la visual, este cociente de forma debería ser preferencialmente mayor que la unidad. Además, dado que los alineamientos aleatorios son los más elongados a lo largo de la línea de la visual, se esperan cocientes más altos (sistemas más elongados) para los sistemas menos compactos, lo cual puede reflejarse en la mediana de la separación 3D entre galaxias, $\langle s \rangle$.

Las 3 clases de *mvCGs* están ilustradas en la figura 3.8, en donde se muestran los contornos de igual densidad de $S_{\parallel, \max}/S_{\perp, \max}$ versus $\langle s \rangle$. En esta figura, las diferencias entre las tres clases son bastante claras, la clase Real está compuesta, como se propuso, por los grupos más redondos y compactos, mientras que la clase CAF está compuesta por las configuraciones de galaxias intrínsecamente elongadas y difusas.

3.3 Resultados

3.3.1 Naturaleza de los grupos compactos sintéticos

En la tabla 3.3 se encuentran los porcentajes de CGs en cada clase, usando los criterios de clasificación de *mvCGs* descriptos en la sección 3.2.7.

Como puede verse en la tabla 3.3 se encuentra que *aproximadamente la mitad de los grupos compactos sintéticos con al menos 4 velocidades concordantes son físicamente densos, mientras que los restantes son ocasionados por alineamientos aleatorios de galaxias a lo largo de la línea de la visual*, aunque hay importantes diferencias dependiendo del SAM adoptado: la fracción de *mvCGs* que son verdaderamente grupos densos puede ser tan alta como un 62 % (Bower et al.) o tan baja como un 36 % (De Lucia & Blaizot). Además, los tres SAMs dan fracciones diferentes de *mpCGs* que son Reales (desde 12 % para DLB hasta 35 % para B06) y de *mvHCGs* que son Reales (desde 52 % para DLB hasta 80 % para B06). Realizando el mismo procedimiento en catálogos sintéticos con magnitud límite $R=17.44$, 19 y 21, se comprobó que los porcentajes de grupos Reales encontrados son independientes del límite de magnitud del catálogo utilizado.

Analizando los alineamientos aleatorios, se encuentra que *casi 4/5 de los CG no-Reales son ocasionados por alineamientos aleatorios de las galaxias dentro de grupos más grandes (CALG), mientras que el quinto restante son alineamientos aleatorios que se extienden más allá de los grupos difusos que los alojan (CAF)*. Cuando la sub-clasificación

Cuadro 3.3: Naturaleza de los grupos compactos en las diferentes muestras sintéticas

Muestra	Real	CALG	CAF						
				CALG			CAF		
				CALG3	CALG2	CALG1	CAF3	CAF2	CAF1
<i>mpCG</i>									
C06	29 %	21 %	5 %						
B06	35 %	17 %	4 %						
DLB	12 %	16 %	4 %						
<i>mvCG</i>									
C06	52 %	39 %	9 %	69 %	28 %	3 %	46 %	46 %	8 %
B06	62 %	30 %	8 %	68 %	29 %	3 %	38 %	51 %	11 %
DLB	36 %	51 %	13 %	60 %	35 %	5 %	28 %	55 %	17 %
<i>mvHCG</i>									
C06	71 %	26 %	3 %	77 %	23 %	0 %	57 %	29 %	14 %
B06	80 %	16 %	4 %	77 %	23 %	0 %	54 %	38 %	8 %
DLB	52 %	39 %	9 %	77 %	22 %	1 %	42 %	45 %	12 %

se realiza sobre las clase CALG, se encuentra que alrededor del 70 % se encuentra formando tripletes dentro de los grupos difusos (CALG3), mientras que las galaxias binarias dentro de un grupo representan el restante 30 %, con muy poca ocurrencia de la clase CALG1 (galaxias no relacionadas dentro de un mismo grupo difuso, por ejemplo 1+1+1+1 para un cuarteto) (< 5 %). Por lo tanto, las binarias y los tripletes son mucho más comunes en CALGs que lo encontrado por [Mamon \(1992b\)](#) en sus simulaciones simples de grupos difusos. En los alineamientos en filamentos o campo (CAF) los tripletes ocurren en menor proporción y con mucha variación entre los SAMs (desde 28 % hasta 57 % dependiendo del modelo), las binarias son aproximadamente la mitad de los alineamientos en filamentos, mientras que las galaxias no relacionadas representan entre el 10 y 15 % de los CAFs.

Es importante también calcular la fracción de CGs que tienen al menos 3 galaxias próximas (Real+CALG3+CAF3). Se obtiene que *la gran mayoría de los mvCGs contienen tripletes físicamente densos* (83 %, 86 %, and 70 % para C06, B06, y DLB, respectivamente). En comparación, [Mendes de Oliveira & Hickson \(1994\)](#) encontraron que 3/4 de los HCGs con al menos 3 velocidades concordantes y al menos una galaxia con mediciones de cinemática interna presentan al menos 3 galaxias con signos morfológicos o cinemá-

ticos de interacción. En la muestra *vHCG* ($n \geq 4$) el análisis de estos autores conduce a una fracción similar ($8/11=73\%$). Es interesante entonces comparar esta fracción con la fracción de *mvHCGs* que contienen al menos 3 galaxias próximas (Real + CALG3 + CAF3): se encuentra 93 % (C06), 95 % (B06), 86 % (DLB). Si bien estos porcentajes son mayores que los encontrados observacionalmente hay que tener en cuenta que, como ya fue notado por [Mendes de Oliveira & Hickson](#), ya que sólo una fracción de las galaxias HCG tienen mediciones de la cinemática interna, la fracción de *vHCGs* que tienen al menos 3 galaxias con signos de interacción debe ser un límite inferior a la fracción de HCGs con 3 galaxias interactuantes. Entonces, la fracción de *mvHCGs* con tripletes densos debería ser igual o mayor que la fracción de *vHCGs* con al menos 3 interactuantes, que es efectivamente lo que los SAMs están indicando.

3.3.2 Propiedades globales de los grupos compactos sintéticos

Los valores de las medianas de todos los parámetros observables están en la tabla [3.4](#) para las muestras sintéticas y observada.

Los principales resultados que pueden observarse de esta tabla son:

- Las propiedades generales de las diferentes submuestras de grupos identificados a partir de los catálogos sintéticos son, en general, similares entre ellos y similares a las propiedades de los *vHCG* observados.
- La incompletitud de los *vHCG* para brillo superficial bajo ocasiona que los brillos superficiales de los *vHCGs* sean mejor reproducidos por los *mvHCGs* que por los *mvCGs*.

Comparando las propiedades de los *mvHCGs* con las de los *vHCGs*, puede verse que los grupos DLB son muy grandes en proyección aunque sus dispersiones de velocidad son más parecidas a las observadas. El modelo C06 reproduce mejor los tiempos de cruce y los cocientes masa-luminosidad, mientras que B06 reproduce mejor los tamaños proyectados y las luminosidades.

Las tablas [A.1](#), [A.3](#) y [A.5](#), contenidas en el apéndice de esta tesis, muestran las propiedades de los *mvCGs* separados por clase para cada SAM. Las principales tendencias son:

- Los CGs Reales tienen radios y separaciones medias proyectadas menores que los CAs;

Cuadro 3.4: Medianas de las propiedades observables de los CGs sintéticos y observados

Muestra	SAM	N°	v_r (km s^{-1})	σ_v (km s^{-1})	θ_G (arcsec)	R_G (h^{-1} kpc)	$\langle S_\perp \rangle$ (h^{-1} kpc)	μ_R (mag arcsec $^{-2}$)	b/a	$H_0 t_{\text{cr}}$	L $10^{10} h^{-2} L_\odot$	M_{VT}/L ($h M_\odot/L_\odot$)
<i>mvCG</i>	C06	4346	11506 ± 3743	252 ± 105	186 ± 121	52 ± 24	61 ± 27	$24,1 \pm 1,1$	$0,39 \pm 0,17$	$0,018 \pm 0,012$	$5,8 \pm 2,5$	79 ± 75
<i>mvCG</i>	B06	7010	12575 ± 4344	218 ± 95	135 ± 113	40 ± 25	47 ± 29	$23,4 \pm 1,4$	$0,39 \pm 0,18$	$0,016 \pm 0,013$	$7,0 \pm 3,0$	38 ± 40
<i>mvCG</i>	DLB	9862	16807 ± 6316	261 ± 111	150 ± 135	61 ± 32	74 ± 36	$23,6 \pm 1,2$	$0,39 \pm 0,17$	$0,022 \pm 0,015$	$13,8 \pm 6,2$	45 ± 45
<i>mvHCG</i>	C06	283	8112 ± 2315	246 ± 107	167 ± 85	33 ± 12	40 ± 13	$23,1 \pm 0,7$	$0,41 \pm 0,15$	$0,011 \pm 0,007$	$5,7 \pm 2,4$	55 ± 55
<i>mvHCG</i>	B06	371	7925 ± 2166	233 ± 94	174 ± 76	34 ± 13	39 ± 16	$22,9 \pm 0,7$	$0,42 \pm 0,19$	$0,013 \pm 0,007$	$7,4 \pm 2,9$	37 ± 33
<i>mvHCG</i>	DLB	380	11442 ± 3531	271 ± 108	172 ± 92	48 ± 16	58 ± 20	$22,9 \pm 0,7$	$0,44 \pm 0,17$	$0,016 \pm 0,009$	$14,8 \pm 5,3$	31 ± 31
<i>vHCG</i>	—	55	9052 ± 3040	276 ± 73	169 ± 86	37 ± 13	45 ± 17	$22,9 \pm 0,6$	$0,37 \pm 0,16$	$0,011 \pm 0,006$	$9,6 \pm 4,0$	57 ± 31

Notas: N° : número de CGs, v_r : velocidad radial, σ_v : dispersión de velocidad (medida con la estadística gapper de [Wainer & Thissen, 1976](#) — ver [Beers et al., 1990](#) — la cual es más robusta para sistemas de baja multiplicidad), θ_G : diámetro angular, R_G : radio proyectado del círculo mínimo que circunscribe las galaxias miembro, $\langle S_\perp \rangle$: separación proyectada media entre galaxias, μ_R : brillo superficial, $H_0 t_{\text{cr}}$: tiempo de cruce adimensional (eq. [3.2](#)) b/a : cociente de tamaños proyectados, L : luminosidad en la banda R y M_{VT}/L : cociente masa virial-luminosidad (eq. [3.3](#)). Los errores asignados a las propiedades son los rangos intercuantiles.

- El brillo superficial de los Reales es típicamente $1,5 \text{ mag arcsec}^{-2}$ más brillante que el de los CAs.
- El cociente masa-luminosidad y el tiempo de cruce de los Reales son casi un factor 2 más chicos que los de los CAs;
- Los CGs Reales no parecen ser significativamente más redondos que los CAs;
- Los Reales están levemente desplazados hacia redshifts más altos;
- Los Reales tienen dispersiones de velocidad comparables (apenas más altas) que los CALGs pero menores que los CAFs.
- En los CAs, las dispersiones de velocidad y los radios proyectados crecen desde los tripletes hacia los que no tienen galaxias relacionadas (CALG1 y CAF1).
- Los CAs compuestos por galaxias no relacionadas tienen típicamente brillos superficiales más altos (más débiles) que aquellos compuestos por binarias, los cuales a su vez son más débiles que los tripletes.
- Los CAs compuestos por galaxias aisladas aparecen más redondos que aquellos compuestos por binarias, los cuales a su vez aparecen más redondos que aquellos compuestos por tripletes.

Las tablas A.2, A.4 y A.6 muestran las propiedades de los $mvHCGs$ separados por clase para los tres modelos. Muchas de las subclases de los CALG y CAF se encuentran poco pobladas (o completamente despobladas) por lo que un análisis de las tendencias entre tripletes, binarias y galaxias no relacionadas no sería estadísticamente confiable. Por otro lado, la mayoría de las tendencias mencionadas para los $mvCG$ Reales comparadas con los CAs (CALG y CAF) se mantienen, con excepción del comportamiento de las dispersiones de velocidad, encontrándose en este caso diferencias dependientes del SAM analizado: los modelos C06 y B06 producen CG Reales cuyas dispersiones de velocidad son menores que las de los CAs, mientras que el modelo DLB produce Reales con dispersiones de velocidad más altas que las de los CAs.

3.3.3 Correlaciones de propiedades físicas

Se comparan aquí las correlaciones de las propiedades de los CGs de acuerdo con su clase y también con las correlaciones encontradas en los $vHCGs$.

Las correlaciones fueron analizadas utilizando el método de Spearman. Éste es un excelente método para cuantificar la relación entre dos escalas de valores discretos. También es una excelente opción cuando los datos no tienen distribución normal bivalente,

Cuadro 3.5: Coeficientes de correlación de Spearman para las diferentes muestras

Muestra	R_G vs. σ_v		μ_R vs. σ_v		L_R vs. σ_v		σ_v vs. z		b/a vs. σ_v		M_{VT}/L_R vs. $H_0 t_{cr}$							
	C06	B06	DLB	C06	B06	DLB	C06	B06	DLB	C06	B06	DLB						
<i>mvCG</i>																		
Total	0.01	0.01	-0.02	-0.14	-0.09	-0.14	0.36	0.30	0.33	0.17	0.12	0.16	0.08	0.09	0.09	-0.24	-0.09	-0.22
Real	0.02	0.01	0.02	-0.16	-0.14	-0.18	0.44	0.40	0.46	0.22	0.21	0.25	0.09	0.09	0.10	-0.23	-0.11	-0.26
CALG	-0.01	-0.04	-0.05	-0.19	-0.13	-0.19	0.33	0.20	0.34	0.15	0.04	0.16	0.07	0.10	0.08	-0.43	-0.43	-0.35
CAF	0.01	-0.06	-0.01	-0.02	-0.07	0.01	0.09	0.03	-0.02	-0.01	-0.08	-0.05	0.05	0.05	0.05	-0.54	-0.56	-0.50
<i>mvHCG</i>																		
Total	0.14	0.18	0.12	-0.02	-0.01	-0.07	0.33	0.32	0.39	0.13	0.12	0.17	-0.05	0.11	0.02	-0.44	-0.49	-0.44
Real	0.22	0.19	0.15	0.02	-0.05	-0.15	0.44	0.39	0.55	0.16	0.14	0.29	-0.09	0.15	0.01	-0.40	-0.48	-0.48
CALG	-0.01	0.09	0.10	-0.15	0.09	-0.02	0.18	0.10	0.25	0.12	0.07	0.07	0.00	-0.06	0.00	-0.53	-0.66	-0.46
CAF	-0.68	0.31	0.08	0.00	0.12	0.04	-0.46	0.32	0.03	-0.21	0.39	-0.11	-0.39	0.31	0.16	-0.89	-0.38	-0.63
<i>vHCG</i>	-0.03			-0.34			0.50			0.50			0.13					-0.41

Notas: Comportamientos con más del 95 % de fiabilidad están resaltados en **negrita**. Las correlaciones entre elongación aparente (b/a) y dispersión de velocidad están restringidas a CGs con $n = 4$ galaxias. La muestra *mvHCG* del modelo C06 contiene sólo 7 grupos CAF.

especialmente si hay valores extremos. Los coeficientes de correlación de rangos obtenidos están dados en la tabla 3.5. Sólo se consideran confiables aquellas correlaciones donde la probabilidad de descartar la hipótesis nula de que el verdadero coeficiente de correlación sea cero sea mayor que el 95 %.

Tamaño proyectado vs. dispersión de velocidad

Se analizó en primer lugar la correlación entre radio proyectado y dispersión de velocidad. No existe una tendencia significativa entre los *mvCG*, pero sí existe un comportamiento significativo en los *mvHCGs* para los tres modelos donde la dispersión de velocidad está correlacionada con el radio proyectado. Esta correlación está en acuerdo con sistemas de una dada densidad media, tales como aquellos definidos hasta su radio virial, para los cuales la dispersión de velocidad es proporcional al radio.

Si sólo se considera el criterio de aislación, los tamaños de los CALGs aislados deberían ser proporcionales a los tamaños de los grupos virializados que los alojan. Ya que, como ya fue implícitamente argumentado por Mamon (1993) (Fig. 2a) para los CALGs y confirmado por McConnachie et al. (2008b) para todos los CGs (con al menos 4 miembros dentro de un mismo grupo contenedor (grupos host)), las dispersiones de velocidad de los CGs serán similares a las de sus grupos host, entonces debería esperarse una correlación positiva entre el tamaño proyectado de los CALGs y sus dispersiones de velocidad. Esto no se observa en ninguna de las muestras sintéticas (es más, en los *mvCGs* con el modelo DLB se observa una correlación negativa).

Si sólo se considera el criterio de compacticidad, entonces, despreciando posibles correlaciones de la luminosidad con otras cantidades, se espera que los tamaños proyectados de los CALG sean independientes de los tamaños de sus grupos host, como fue confirmado por McConnachie et al.. Por lo tanto, dada la esperada correlación del tamaño del grupo host y la dispersión de velocidad, así como también de la dispersión de velocidad del grupo host y los CALGs (ver antes), entonces los tamaños proyectados de los CALG deberán ser independientes de la dispersión de velocidad, lo cual se observa en todas las muestras sintéticas, con excepción de los *mvCG* con DLB.

Brillo superficial vs dispersión de velocidad vs luminosidad

Existe una tendencia significativa de los *vHCGs* en donde aquellos grupos con magnitud superficial más brillante tienen dispersiones de velocidad más altas (tabla 3.5). Esta

correlación está también presente en los $mvCG$ s pero está ausente en los $mvHCG$ s para los tres modelos.

Notar que los $vHCG$ s muestran una correlación aún más fuerte entre dispersión de velocidad y luminosidad total, la cual también está presente y es significativa en los $mvCG$ s y en los $mvHCG$ s para los tres modelos.

Dispersión de velocidad vs distancia

Whitmore (1990) notó que varias propiedades de los HCGs con velocidades concordantes, tales como dispersión de velocidad, fracción de espirales y densidad numérica, correlacionaban con la distancia. En particular, él encontró que la dispersión de velocidades de los HCGs crece cuando crece la distancia cosmológica. Aquí se chequeó este resultado en la muestra $vHCG$, encontrándose un coeficiente de rango de Spearman realmente alto de 0.50 entre estas dos cantidades (tabla 3.5), el cual es altamente significativo (la probabilidad de que una tendencia tan fuerte como ésta ocurra al azar es menor que 6×10^{-5}). *Esta correlación de dispersión de velocidad con distancia parece ser una consecuencia del bias de Malmquist: $vHCG$ distantes están compuestos por galaxias de luminosidad más alta, por lo tanto de masa más alta, o sea que estos grupos tienen masas más altas y dispersiones de velocidad más altas.* En realidad, si se limita la muestra $vHCG$ a aquellos grupos más cercanos que $93 h^{-1}$ Mpc, hasta donde la muestra es completa en luminosidad, el coeficiente de rango de Spearman se reduce a 0.28 pero la probabilidad es de sólo 86 %.

Las muestras sintéticas de CGs muestran comportamientos similares, aunque son siempre más débiles que lo observado en la muestra $vHCG$.

Forma aparente vs dispersión de velocidad

Tovmassian et al. (1999) analizaron la correlación entre el cociente de tamaños proyectados y la dispersión de velocidad, utilizando dos clases de grupos Hickson separadas de acuerdo con sus formas proyectadas. Estudiando la media de la dispersión de velocidad de cada clase, ellos concluyeron que, a pesar de una gran dispersión, los grupos con formas proyectadas más redondas tienden a tener dispersiones de velocidad más altas, sin importar el número de miembros. Consideraciones puramente geométricas implican que la distribución de formas de los grupos depende del número de miembros de los mismos (ej. Hickson et al., 1984), con grupos con baja multiplicidad siendo en promedio más

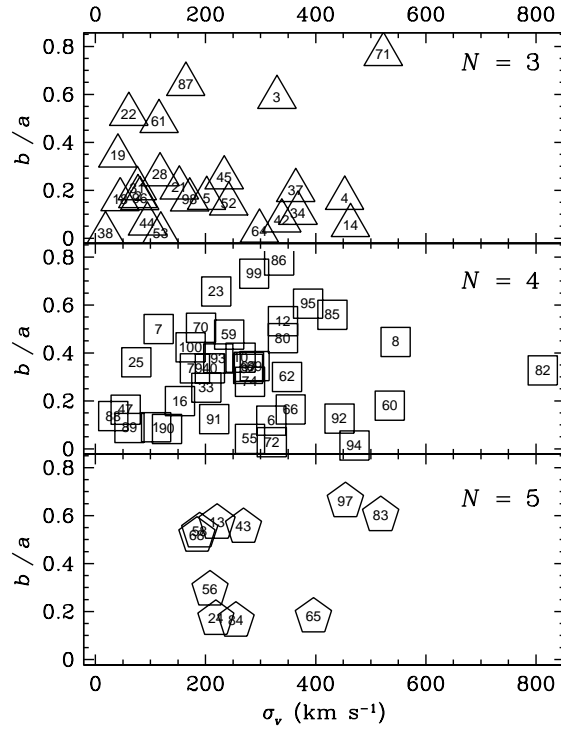


Figura 3.9: Cociente de los ejes proyectados vs dispersión de velocidad para los grupos compactos de Hickson con $R_{\text{brillante}} < 14,44$. El número de grupo HCG está dentro de los símbolos, para tripletes (*triángulos*), cuartetos (*cuadrados*) y quintetos (*pentágonos*).

elongados. Ya que la dispersión de velocidad escala con la masa, la cual escala con el número, se espera entonces a partir de las consideraciones geométricas que los grupos con mayor dispersión de velocidad sean más redondos, como encontraron [Tovmassian et al.](#). Sin embargo, [Tovmassian et al.](#) también notaron este comportamiento en tripletes, cuartetos y quintetos por separado, y, aunque no fuera estadísticamente significativa, ellos argumentaron que la probabilidad de que los tres comportamientos estuvieran presentes (aunque débiles) era significativa. Aquí se rehizo el análisis de [Tovmassian et al.](#) para la muestra $vHCG$. La figura 3.9 muestra la gran dispersión en la elongación b/a (medida como el cociente de los autovalores del tensor de forma 2D correspondiéndose con los ejes menor y mayor proyectados) como función de la dispersión de velocidad del grupo (medida nuevamente con el algoritmo gapper, ver nota en tabla 3.4). Tests de Sperman no muestran ninguna correlación significativa entre forma proyectada y dispersión de velocidad ($r = 0,13$, $P = 58\%$ para cuartetos y $r = 0,41$, $P = 76\%$ para quintetos). Ya que los tripletes tienen una tendencia opuesta (aunque insignificante), no se pueden

combinar las tres tendencias para obtener una estadísticamente significativa, como lo hicieron [Tovmassian et al.](#). Un análisis similar (tabla 3.5) para las muestras sintéticas *mvCG* produce correlaciones significativas entre forma proyectada y dispersión de velocidad para los tres SAMs. Sin embargo, para las muestras *mvHCGs*, la tendencia no está presente en ninguno de los SAMs. En resumen, *la anti-correlación entre elongación y dispersión de velocidad es débil e insignificante en la muestra observada vHCG y está también ausente en la muestra sintética que imita todos los vicios de selección de Hickson.*

Cociente Masa-Luminosidad vs tiempo de cruce

[Mamon \(1993\)](#) dibujó por primera vez los cocientes masa-luminosidad como función de sus tiempos de cruce. Su figura 2 muestra una anti-correlación entre estas dos cantidades. El criterio de compacticidad, en primer orden, es un límite en tamaño, lo cual limitará a los HCGs hacia abajo a la izquierda en el diagrama M/L vs. $H_0 t_{\text{cr}}$, i.e. con pequeños tiempos de cruce y cocientes masa-luminosidad ([Mamon, 1994](#)).

Se define el tiempo de cruce adimensional como

$$H_0 t_{\text{cr}} = \frac{4}{\pi\sqrt{3}} \frac{H_0 \langle S_{\perp} \rangle}{\sigma_v} = 0,0735 \frac{h \langle S_{\perp} \rangle / \text{kpc}}{\sigma_v / \text{km s}^{-1}}, \quad (3.2)$$

donde $\langle S_{\perp} \rangle$ es la separación proyectada media de los pares de galaxias, y la masa virial como:

$$\begin{aligned} M_{\text{VT}} &= \frac{3\pi}{G} S_h \sigma_v^2 \\ &= 2,2 \times 10^{11} \left(\frac{h S_h}{10 \text{ kpc}} \right) \left(\frac{\sigma_v}{100 \text{ km s}^{-1}} \right)^2 M_{\odot}, \end{aligned} \quad (3.3)$$

donde $S_h = \langle 1/S_{\perp} \rangle^{-1}$ es la separación proyectada armónica media (ver eq. [10–23] de [Binney & Tremaine, 1987](#)). Entonces, *todas las muestras de compactos sintéticos muestran una anti-correlación muy fuerte entre el cociente masa-luminosidad y el tiempo de cruce.* De hecho, la tabla 3.5 muestra que los *mvCGs* tienen anti-correlaciones M/L vs. $H_0 t_{\text{cr}}$ más débiles que los *vHCGs*. Sin embargo, los *mvHCGs* muestran anti-correlaciones aún más fuertes que la observada en *vHCGs*.

3.3.4 La naturaleza de los HCGs con baja dispersión de velocidades

Mamon (1993, 1994, 1996) mostró que casi la mitad de los $vHCG$ s (aquellos con baja dispersión de velocidad) yacen fuera de una *línea fundamental* (Fundamental Track: FT) que él calculó para la evolución cosmodinámica (expansión y colapso) de grupos en el plano M_{VT}/L vs. $H_0 t_{cr}$. En esos trabajos, asumiendo que el verdadero cociente masa luminosidad (no M_{VT}/L) es independiente de la masa, Mamon argumentó que la causa de ese desacuerdo era que los $vHCG$ s con baja dispersión de velocidad eran CALGs. En ese caso, la dispersión de velocidad de los $vHCG$ s debería ser similar a las de los grupos difusos que los contienen. Las regiones más externas del grupo difuso, cerca del punto de retorno (turnaround), serán incluídas a lo largo de la línea de la visual, y entonces se podría explicar la baja dispersión de los CALGs.

Además, el relevamiento en rayos X de Ponman et al. (1996) reveló que los grupos con fuerte emisión X tienden a tener dispersiones de velocidad más altas (como se espera, ya que la dispersión de velocidad y la luminosidad X del grupo deben estar correlacionadas con la masa del grupo), e inversamente, los grupos no detectados en X tienden a tener dispersiones de velocidad más bajas (Mamon, 2006). Si se interpreta la falta de emisión en X como un signo de alineamiento aleatorio (Ostriker et al., 1995, quienes también sugieren que la baja emisión en X podría ser un signo de bajo contenido gaseoso), se esperaría que los grupos CALG y los CAF tuvieran dispersiones de velocidad más bajas y no más altas. También, los grupos detectados en X tienen una fracción de galaxias espirales más baja que las regiones de los cúmulos con igual densidad numérica (Mamon, 1986). Por lo tanto, los HCGs no detectados en X deben ser extremadamente ricos en galaxias espirales, lo cual es otra indicación de que estos CGs con baja dispersión de velocidad son alineamientos aleatorios de galaxias no relacionadas. Y, de hecho, una muy fuerte anti-correlación entre la fracción de espirales en $vHCG$ y la dispersión de velocidades fue encontrada hace bastante tiempo (Hickson, Kindl, & Huchra, 1988).

En realidad, existen varias alternativas además de los alineamientos aleatorios para explicar los grupos $vHCG$ con baja dispersión de velocidades, los cuales pueden ser:

- Grupos cuyas velocidades son, al azar, casi perpendiculares a la línea de la visual (Mamon, 2000b), pero no se espera que la mitad de los $vHCG$ s tengan tales movimientos.

- Starbursts en proceso, lo cual decrece M/L y lleva a los grupos fuera del FT (Mamon, 2006), pero no es claro cómo se puede tener starbursts lo suficientemente fuertes como para que la mitad de los $vHCGs$ vean disminuído su cociente M/L_B por un factor 10, mientras que muy pocas galaxias en los HCGs tienen colores azules (Moles et al., 1994);
- Se espera que la fricción dinámica sea importante en grupos con baja dispersión de velocidad, lo que lleva a una mayor disipación de la energía orbital y por lo tanto a dispersiones de velocidad aún más bajas. Algunas pistas de este efecto dentro de las escalas de los CGs (10 % del radio virial de los grupos FoF) y hasta un poco más allá (hasta 1/3 del radio virial) han sido encontradas en perfiles acumulados de dispersión de velocidad (Mamon, 2006);
- Grupos de baja masa pueden tener valores bajos de cocientes verdaderos masa-luminosidad (Marinoni & Hudson, 2002), de manera tal que si sus fracciones de gas son las mismas que en grupos de alta masa, entonces sus cocientes masa de gas-luminosidad óptica podrían ser tan chicos como para los grupos de masa alta, los cuales, como fue notado por Ostriker et al. (1995), llevarán a un decrecimiento en la emisión X.

En este trabajo se intentó aclarar un poco la naturaleza de los HCGs con baja dispersión de velocidad. Los $mvCGs$ Reales y CALG tienen dispersiones de velocidad comparables, sin importar el SAM (tablas A.1, A.3, y A.5). Sin embargo, en los $mvHCGs$ con los modelos C06 y B06 los CALG y los CAF tienen dispersiones de velocidad *más altas* que sus contrapartes físicamente densas, mientras que para el modelo DLB lo opuesto es cierto (tablas A.2, A.4, y A.6). De acuerdo con los modelos C06 y B06, *los CGs con baja dispersión de velocidad, seleccionados con los criterios y vicios de Hickson no son más probables de ser productos de alineamientos aleatorios*. Pero esta conclusión no es soportada por el modelo DLB.

Si los modelos C06 y B06 son correctos al encontrar que los grupos formados por alineamientos tienden a tener dispersiones de velocidad más altas que sus contrapartes físicamente densas, entonces los HCGs con baja dispersión de velocidad, dominados por grupos físicamente densos, deben ser sistemas ricos en espirales que acaban de iniciar su interacción. Esto podría entenderse fácilmente para aquellos sistemas raros donde las cuatro galaxias se separan de la expansión de Hubble al mismo tiempo y colapsaron juntas. Pero la formación de estructuras es usualmente más jerárquica, una binaria forma primero, luego una tercera galaxia se une al par, y luego llega la cuarta. Para entonces,

el par original debería haberse fusionado formando una elíptica, y entonces cuando una quinta galaxia llegue habrá una galaxia elíptica y 3 galaxias espirales.

Ya que la mayoría de los *mvCGs* y *mvHCGs* están embebidos en grupos hosts presumiblemente virializados, la formación de un CG debe ser analizada teniendo en cuenta su entorno: la fricción dinámica llevará a las galaxias hacia el centro, y si varias galaxias tienen sus órbitas decayendo al mismo tiempo esto producirá un centro denso que puede estar aislado. Pero, nuevamente, no queda claro cómo se pueden tener 4 galaxias en el centro simultáneamente, sin haberse fusionado en su camino hacia el centro. Tampoco queda claro por qué hay tan pocas galaxias elípticas en grupos con baja dispersión de velocidad, ya que éstos deberían mostrar la mayor tasa de fusiones de galaxias, ya sea por fricción dinámica o en colisiones lentas directas (Mamon, 1992a, 2000a).

Alternativamente, los sistemas de N -cuerpos muestran una evolución separada entre centro y halo, guiada por encuentros de 2 cuerpos, y reminiscencias de catástrofes gravotermales que se piensan actúan en cúmulos globulares. Evidencias de tal evolución disociada centro-halo fueron vistas en las simulaciones de grupos simples de Mamon (1987), pero tampoco es claro que este proceso sea lo suficientemente eficiente para explicar el número de CGs.

Nuevamente, es necesario enfatizar que en el modelo DLB (que es el que mejor reprodujo las dispersiones de velocidad), los CGs compuestos por alineamientos aleatorios tienen dispersiones de velocidad más bajas que sus contrapartes Reales, por lo que, en este modelo, toda la discusión anterior no tiene sentido: *los HCGs con baja dispersión de velocidad y alta fracción de espirales serían simplemente ocasionados por alineamientos de galaxias a lo largo de la línea de la visual dentro de grupos difusos o un poco más allá.*

Estos comportamientos necesitan ser confirmados con simulaciones más realistas de galaxias, por ejemplo a través de simulaciones hidrodinámicas, con recetas realistas para el feedback por AGN y supernovas.

3.3.5 Comparación de los 3 SAMs

Los tres SAMs producen fracciones diferentes de *mvCG* físicamente densos, además se han notado varias diferencias importantes entre ellos para otras cantidades.

- La fracción de $mpCG$ que sobrevive el filtrado en velocidad es mucho menor en el modelo DLB (32%) que en los otros dos modelos ($\sim 55\%$).
- Los $mvCG$ s del modelo de B06 tienen tamaños proyectados que son típicamente 34% más chicos que los que se obtienen con el modelo DLB, mientras que los $mvCG$ s provenientes del modelo C06 se ubican en el medio (tabla 3.4).
- En consecuencia, el haber elegido un corte fijo en distancia 3d para la definición de reales ($s_{\text{cut}} = 148h^{-1} \text{ kpc}$) hace que la fracción de reales sea mayor en B06 que en los otros dos modelos (B06: 62%, C06: 52%, DLB: 36%).
- La fracción de grupos físicamente densos en las muestras $mvHCG$ s es tan alta como un 80% en el modelo B06 pero tan baja como un 52% en el modelo DLB (tabla 3.3).
- Ni el modelo B06 ni el modelo DLB producen tantos CGs con brillo superficial en el límite de selección como se esperaría (ver figura 3.3).
- A diferencia de los otros dos SAMs, el modelo C06 es incapaz de producir grupos con magnitudes concordantes, es decir, donde $R_{\text{brillante}} - R_{\text{grupo}} \gtrsim 2,5 \log N$ (1.51 para cuartetos).
- Los modelos C06 y B06 predicen que los grupos formados por alineamientos tienen dispersiones de velocidad más altas que sus contrapartes físicamente densas, mientras que DLB predice lo contrario.

Las tres muestras $mvHCG$ s fueron diseñadas para reproducir las propiedades de los $vHCG$ s. Pero, ¿alguno de los tres SAMs reproduce mejor las medianas de las propiedades y las correlaciones observadas en los $vHCG$ s? La tabla 3.4 muestra que DLB reproduce pobremente la velocidad media, los tamaños físicos, el cociente masa-luminosidad y el tiempo de cruce, mientras que B06 no reproduce la dispersión de velocidades ni el cociente masa-luminosidad y C06 no reproduce la dispersión de velocidades.

Los tres modelos producen una correlación entre R_G y σ_v , contrario a lo que indican las observaciones. Ninguno de los tres modelos es capaz de reproducir la fuerte correlación observada entre brillo superficial y dispersión de velocidades. Los tres SAMs, al igual que las observaciones, producen correlación entre luminosidad y dispersión de velocidad, aunque no tan fuerte como la observada. Los tres SAMs reproducen la fuerte correlación entre dispersión de velocidad y distancia, aunque los tres dan correlación más débil que la observada. En ninguno de los tres modelos las formas aparentes para grupos con $n = 4$ están correlacionadas con la dispersión de velocidades, al igual que lo que se observa. Finalmente, los tres modelos reproducen la fuerte correlación entre cociente

masa-luminosidad y tiempo de cruce, aunque los tres dan correlación más fuerte que la observada.

En resumen, mientras que el modelo C06 reproduce mejor las propiedades globales de los $vHCGs$, los tres modelos logran producir $mvHCGs$ que reproducen de manera similar las correlaciones de las propiedades de los $vHCGs$. Es sorprendente que el modelo B06, el cual utiliza una aproximación estadística para asignar las posiciones de las galaxias en sus halos, funcione tan bien como lo hace.

Capítulo 4

Optimización de la identificación de Grupos Compactos

4.1 Introducción

Como se mencionó en el capítulo 1, los CGs son el laboratorio ideal para estudiar efectos del entorno sobre sus galaxias miembro. Sin embargo, cualquier estudio observacional que se realice sobre una muestra de grupos compactos se verá afectado por la presencia de grupos que son simples alineamientos aleatorios de galaxias a lo largo de la línea de la visual, y por lo tanto, los resultados obtenidos estarán contaminados por la presencia de dichos alineamientos. Por ejemplo, los estudios realizados sobre las fracciones de galaxias espirales (Sulentic, 1987; Rood & Williams, 1989) se verán altamente afectados por la presencia de galaxias de campo o en filamentos que pueden estar formando parte de los CGs. Por lo tanto, efectos verdaderos presentes en CGs Reales pueden ser borroneados o, inclusive, relaciones inexistentes pueden ser encontradas. Es por esto que es importante poder determinar observacionalmente una muestra de CGs que esté fuertemente dominada por entidades físicamente densas.

En el capítulo anterior se estudió la naturaleza de los Grupos compactos identificados automáticamente y de aquellos seleccionados con los vicios introducidos por Hickson al realizar la identificación visual. Mediante un análisis tridimensional (no observable) se llegó a la conclusión que entre los grupos compactos identificados automáticamente y filtrados en velocidad sólo la mitad (entre 36 % y 62%, dependiendo del modelo semi-analítico) pueden ser considerados físicamente densos de acuerdo con el criterio adoptado

en este trabajo. Por otro lado, en la muestra que reproduce la selección visual de Hickson cerca del 70 % son entidades Reales (entre 52 % y 80 %, dependiendo del SAM).

Este resultado es bastante alentador respecto de la muestra de grupos compactos de Hickson, pero vale recordar que está formada originalmente por sólo 69 grupos después del filtro en velocidad, por lo que podríamos concluir que entre 36 y 55 HCGs son realmente densos. Lamentablemente, esta submuestra sería estadísticamente poco confiable. Por otro lado, la identificación automática de CGs parece ser la herramienta ideal para identificar muestras estadísticamente confiables de grupos compactos en los nuevos grandes relevamientos de galaxias como SDSS (Sloan Digital Sky Survey) o 2dFGRS (2 degree Field Galaxy Redshift Survey) pero, como ya se mencionó, la identificación automática es mucho más propensa a encontrar alineamientos aleatorios de lo que lo fue Hickson en su inspección visual.

A pesar de que los CGs Reales no forman una submuestra absolutamente diferente de los alineamientos, haciendo uso de las diferencias encontradas en el capítulo anterior entre las propiedades de los grupos Reales y las de los alineamientos, en este capítulo se proponen diferentes criterios a aplicar sobre las muestras de CGs para seleccionar submuestras donde, si bien aún existirán grupos no Reales, la clase dominante sean los grupos físicamente densos.

4.2 ¿Cómo aumentar la fracción de grupos Reales?

4.2.1 Criterios unidimensionales: μ y N

En las tablas A.1, A.3 y A.5 se encontró que los grupos Reales presentan brillos superficiales más brillantes que los alineamientos aleatorios (CAs). Entonces, el límite de brillo superficial del criterio de compacticidad puede ser ajustado para encontrar un mayor porcentaje de *mvCG* Reales. La figura 4.1 muestra cómo la fracción de cada clase cambia cuando el criterio de compacticidad es modificado. Cuando el corte en brillo superficial se mueve desde $\mu_R < 26 \text{ mag arcsec}^{-2}$ hasta $\mu_R < 24 \text{ mag arcsec}^{-2}$, la fracción de *mvCG*s Reales crece típicamente un 17 % (de 52 % a 71 % con C06, de 62 % a 80 % con B06, y de 36 % a 51 % con DLB). En la muestra *mvHCG* el crecimiento en la fracción de reales no es tan pronunciado, $\sim 4\%$ (de 71 % a 73 % para C06, de 80 % a 85 % para B06 y de 52 % a 58 % para DLB), pero vale recordar que inicialmente la selección de *mvHCG* fue hecha en base a la distribución de brillo superficial de los CGs seleccionados visualmente

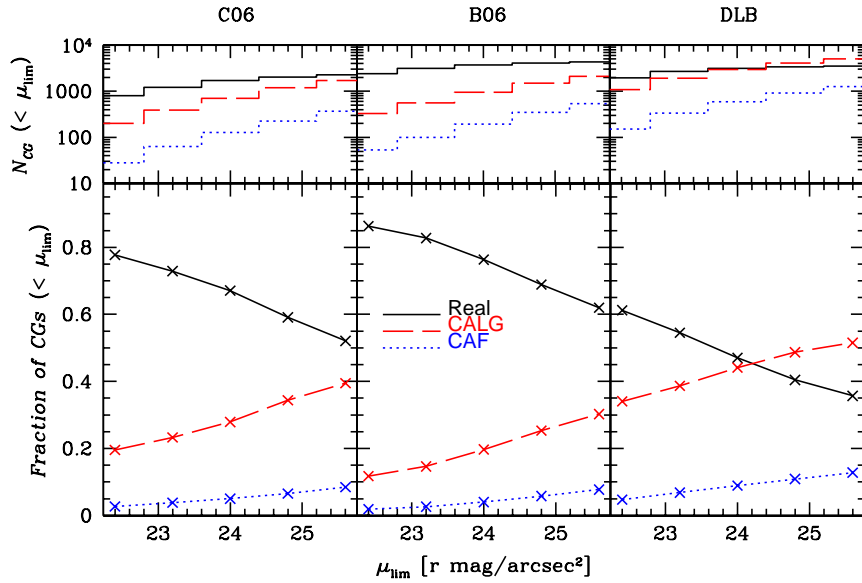


Figura 4.1: Paneles Principales: Fracción de *mvCGs* de cada clase como función del corte en brillo superficial (μ_{lim} medido en la banda *R*) para los CGs identificados en los 3 SAMs. Los paneles superiores muestran el número acumulativo de *mvCGs*.

por Hickson los cuales estaban originalmente viciados hacia CGs con brillos superficiales menores que el límite de selección. Un comportamiento similar fue encontrado por Iovino (2002), quien comparó la distribución de brillos superficiales de sus CGs seleccionados en proyección con CGs falsos seleccionados de manera similar después de mezclar aleatoriamente la muestra de galaxias base (por ejemplo mezclando las posiciones de las galaxias): sus CGs falsos tenían una distribución de brillo superficial acumulada hacia el límite de brillo superficial. Los paneles superiores de la figura 4.1 muestran la variación del número de grupos en cada clase para diferentes valores del límite de brillo superficial. Para valores más brillantes de μ_{lim} , la fracción de *mvCG* Reales crece, mientras que el número de estos sistemas decrece levemente. Por último cabe señalar que los porcentajes de *mvCGs* que quedan por debajo del límite $\mu_R = 24 \text{ mag arcsec}^{-2}$ son 48 %, 62 % y 59 % para C06, B06 y DLB, respectivamente, mientras que en las muestras *mvHCGs* los porcentajes son 84 % (C06), 85 % (B06) y 86 % (DLB).

Este incremento en la fracción de *mvCGs* Reales con el incremento del brillo superficial puede deberse a una dependencia con el tamaño proyectado o con la luminosidad, o con ambas. Se encontró que la fracción de reales crece para radios proyectados más pequeños, mientras que permanece casi constante para luminosidades más altas.

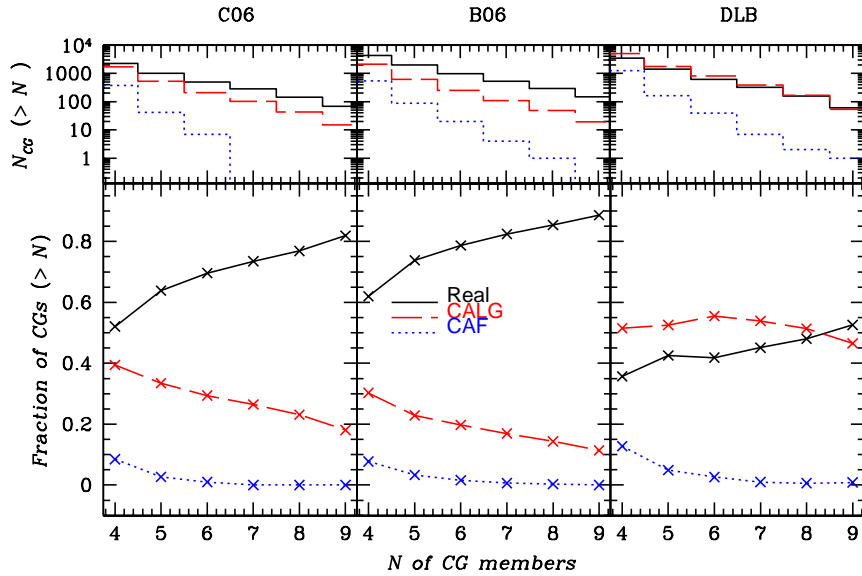


Figura 4.2: Paneles Principales: Fracción de $mvCGs$ de cada clase como función del número de miembros para los CGs identificados en los 3 SAMs. Los paneles superiores muestran el número acumulado de $mvCGs$.

Un efecto similar se observa si se cambia el límite inferior del criterio de población. En la figura 4.2 se muestra la fracción de cada clase como función del número mínimo de miembros. En los paneles superiores está mostrado el número acumulado de CGs. Puede verse que la fracción de grupos Reales crece entre los grupos con mayor multiplicidad, pero también hay que tener en cuenta que el número total de objetos decrece drásticamente a medida que se consideran sólo sistemas con mayor número de miembros (ver figura 3.3). Así, eligiendo $N \geq 5$ la muestra de CGs se ve reducida dramáticamente ya que sólo el $\sim 35\%$ de los $mvCG$ cumplen con este criterio (36% con C06, 38% con B06, 34% con DLB), pero los porcentajes de Reales dentro de estas submuestras se ven incrementados en un 10% (64%, 74% y 43% para C06, B06 y DLB respectivamente). La elección de $N \geq 5$ permite que $\sim 45\%$ de los $mvHCGs$ sobreviva este corte con 85, 90, 62% de Reales para C06, B06, DLB, es decir que también se observa un incremento de $\sim 10\%$.

Ambos criterios producen fracciones de reales superiores a las muestras originales. Mientras que en las muestras $mvCGs$ el cambio en el límite de compacticidad (μ_R) conduce a la mayor fracción de reales, en las muestras $mvHCG$ es el cambio en la multiplicidad el que conduce a la mayor fracción de CGs Reales, aunque en detrimento del número final de sistemas.

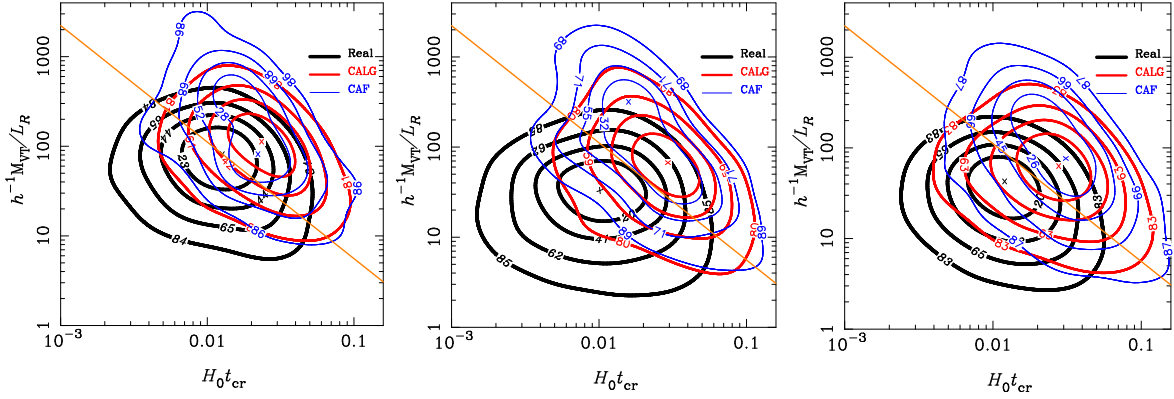


Figura 4.3: Contornos de isodensidad para los cocientes masa-luminosidad como función de los tiempos de cruce para los grupos *mvCG*. De izquierda a derecha: C06, B06 y DLB. La recta de corte está dada por la ecuación 4.1. Los números en los contornos representan los porcentajes de grupos en cada clase encerrados por cada uno de los contornos.

En la tabla 4.1 se encuentran todos los porcentajes involucrados en estos cálculos. Para mayor agilidad en la lectura, en la primera línea están tabulados los porcentajes de cada clase que salen luego de aplicar el criterio original (sección 3.2.3). Luego, para cada uno de los criterios evaluados en este capítulo están listados los porcentajes de CGs que sobreviven el criterio (“Quedan”) y seguidamente los porcentajes de cada clase en estas nuevas submuestras.

4.2.2 Criterio bidimensional: M/L vs $H_0 t_{cr}$

En la mayoría de los gráficos de las correlaciones entre observables que se estudiaron, las clases Real, CALG y CAF se superponen. Sin embargo, se encontró que las correlaciones masa-luminosidad versus tiempo de cruce son distinguibles entre las clases. Como puede verse en la figura 4.3, los *mvCG* Reales tienen cocientes masa-luminosidad y tiempos de cruce más chicos que las otras clases. Se adoptó entonces una curva límite definida por

$$(M/L_R)_{lim} = 0,28 (H_0 t_{cr})^{-1,3} \quad (4.1)$$

(línea naranja). La constante multiplicativa fue elegida comparando las modas de las distribuciones de M/L y de $H_0 t_{cr}$ para los tres SAMs y eligiendo que la recta (en el espacio logarítmico) pase por arriba de la más alta de ellas. En este caso, el SAM C06 es el que determina el valor de esta constante (ver fig. 4.3).

Cuadro 4.1: Aumentando la fracción de grupos compactos Reales

Muestra	criterio	C06						B06			DLB		
		Quedan	Real	CALG	CAF	Quedan	Real	CALG	CAF	Quedan	Real	CALG	CAF
<i>moCG</i>	original $\mu_R \leq 24 \text{ mag arcsec}^{-2}$ $N \geq 5$	48%	52%	39%	9%	62%	62%	30%	8%	59%	36%	51%	13%
		36%	71%	25%	4%	80%	80%	17%	3%	51%	51%	42%	7%
		39%	64%	33%	3%	38%	74%	23%	3%	34%	43%	52%	5%
original $\mu_R - H_0 t_{\text{cr}} - M/L (s_0 < s_{\text{lim}}) (**)$	$M/L < 0,28(H_0 t_{\text{cr}})^{-1,3}$	57%	74%	22%	4%	59%	81%	16%	3%	48%	56%	38%	6%
		57%	68%	27%	5%	65%	78%	18%	4%	33%	61%	33%	6%
		57%	71%	26%	3%	80%	80%	16%	4%	52%	52%	39%	9%
<i>moHCG</i>	original $\mu_R \leq 24 \text{ mag arcsec}^{-2}$ $N \geq 5$	84%	73%	24%	3%	85%	85%	12%	3%	86%	58%	35%	7%
		44%	85%	15%	0%	52%	90%	8%	2%	45%	62%	32%	6%
		65%	77%	21%	2%	77%	87%	12%	1%	68%	64%	30%	6%
original $M/L < 0,15(H_0 t_{\text{cr}})^{-1,3} (*)$ $M/L < 0,15(H_0 t_{\text{cr}})^{-1,3} (*)$	$M/L < 0,15(H_0 t_{\text{cr}})^{-1,3} (*)$	44%	79%	19%	2%	55%	88%	11%	1%	48%	64%	31%	5%
		91%	73%	24%	3%	90%	84%	13%	3%	47%	66%	31%	3%
		91%	73%	24%	3%	90%	84%	13%	3%	47%	66%	31%	3%

Notas: (*): Criterio descartado ya que no produce notable mejoría respecto del anterior, pero sí una notable disminución en el número final de grupos. (**): $s_{\text{lim}} = 0.45, 0.54$ y 0.32 para C06, B06 y DLB.

Posteriormente, se seleccionaron aquellos grupos compactos cuyos cocientes M/L_R son menores que $(M/L_R)_{lim}$. En la tabla 4.1, se muestran las fracciones de CGs que sobreviven esta restricción (entre 39 % con C06 hasta 59 % con B06). Se encuentra que los $mvCGs$ que cumplen con este criterio contienen una gran fracción de grupos Reales (74 %, 81 % y 56 % para C06, B06 y DLB), por lo que se puede incrementar la fracción de Reales hasta en un ~ 20 %.

Particularmente, este criterio aplicado a los $mvHCG$ produce una muestra de CG que está fuertemente dominada por compactos Reales (77 %, 87 % y 64 % para C06, B06 y DLB respectivamente), incrementando la fracción de Reales originales en ≈ 8 %. En la figura 4.4 se muestran los contornos de isodensidad para las muestras $mvHCG$. La línea naranja continua es la recta descrita anteriormente en la ecuación 4.1. Siguiendo el procedimiento adoptado para los $mvCGs$ se realizó lo mismo para los $mvHCG$: se definió una nueva recta en el plano logarítmico de manera de que ésta pase por las modas de M/L y $H_0 t_{cr}$ del modelo C06, ya que sus valores son los más altos. La nueva recta (línea a trazos en la figura 4.4) está dada por

$$(M/L_R)_{lim} = 0,15 (H_0 t_{cr})^{-1,3}$$

Con este nuevo corte la fracción de reales se ve incrementada en aproximadamente un ~ 9 %. Lamentablemente, el incremento en la fracción de Reales no es significativo respecto del corte dado por la expresión 4.1 mientras que la disminución en el número final de objetos sí lo es. Por lo tanto, es conveniente, tanto para los grupos $mvHCG$ al igual que para los grupos $mvCG$, adoptar el criterio dado por la ecuación 4.1.

En resumen, este criterio bidimensional contribuye a mejorar la confiabilidad de las muestras de grupos compactos (la fracción de grupos Reales se ve incrementada alrededor de un 20 % en las muestras $mvCGs$ y en un 8 % en las muestras $mvHCGs$) aunque el número total de grupos decrece significativamente (ver tabla 4.1).

4.2.3 Criterio tridimensional: $\mu - H_0 t_{cr} - M/L$

Por último, se consideró el estudio de un tercer criterio basado en un espacio tri-paramétrico. Este espacio está definido por $x = \mu_R$, $y = \log(H_0 t_{cr})$ y $z = \log(M/L_R)$. En este espacio tridimensional, los $mvCG$ Reales ocupan una región que podría ser aproximada por un elipsoide con una distribución de densidad Gaussiana, y los $mvCGs$ CA

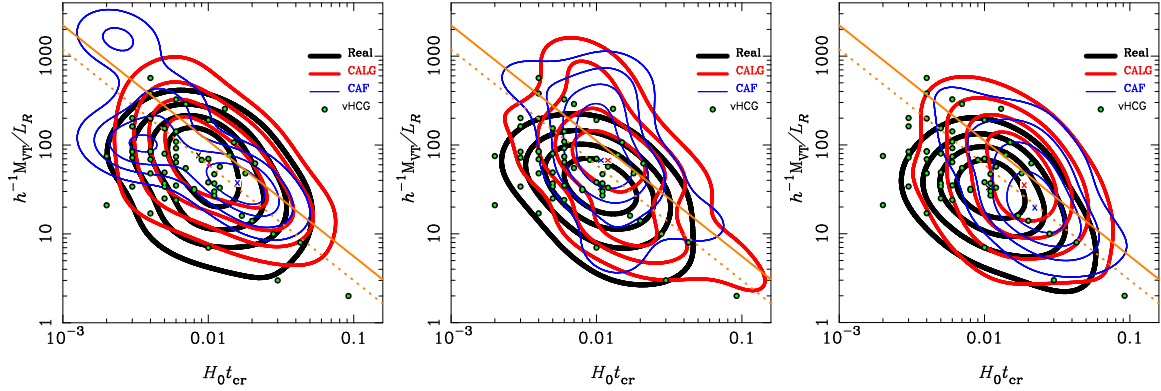


Figura 4.4: Contornos de isodensidad para los cocientes masa-luminosidad como función de los tiempos de cruce para los grupos *mvHCG*. De izquierda a derecha: C06, B06 y DLB. Los puntos verdes son la muestra observada *vHCG*. Las rectas sólidas representan el corte adoptado en la ecuación 4.1, mientras que las rectas a trazos representan el corte propuesto específicamente para los *mvHCGs*. Los números en los contornos representan los porcentajes de grupos encerrados.

ocupan otro elipsoide distribuido en una Gaussiana. Entonces, se busca el plano que mejor separa los grupos Reales y CAs. Para lograr esto, se asume que estos elipsoides son casi esferas y se calcula la recta que conecta los centros de las distribuciones Real y CA. Luego, se proyectan las otras dos dimensiones sobre esta línea y se dibuja la separación como el plano perpendicular a esta línea que cruza en el punto donde las densidades (después de la proyección) de los Reales y los CAs se vuelven iguales. Formalmente, sean $\vec{r}_R = (x_R, y_R, z_R)$ y $\vec{r}_C = (x_C, y_C, z_C)$ los centros (modas) de los Reales y de los CAs, respectivamente. Entonces, el vector que conecta ambos centros es $\vec{r}_{RC} = \vec{r}_C - \vec{r}_R$. Sea $\vec{r} = (x, y, z)$ la posición de un grupo P en este espacio, y sea P' la proyección de este punto sobre la línea que conecta los Reales y los CAs. Ya que P' yace sobre ese eje, se puede escribir $\vec{r}_{P'} = \vec{r}_R + \mathcal{J} \vec{r}_{RC}$, donde \mathcal{J} es la coordenada de P' sobre la línea, tomando como origen el centro de los Reales. Como PP' es perpendicular a RC , entonces $\vec{r}_{P'P} \cdot \vec{r}_{RC} = (\vec{r}_{P'} - \vec{r}) \cdot (\vec{r}_C - \vec{r}_R) = 0$. Combinando ambas ecuaciones:

$$\mathcal{J} = \frac{(\vec{r} - \vec{r}_R) \cdot \hat{r}_{RC}}{|\vec{r}_{RC}|}$$

donde \hat{r}_{RC} es el versor que conecta los Reales y los CAs.

Se calculó para cada *mvCG* su coordenada \mathcal{J} . Los valores de las posiciones de los centros Reales y CAs utilizados en este cálculo para cada SAM y los valores de la desviaciones estándar de cada gaussiana son:

1. C06:

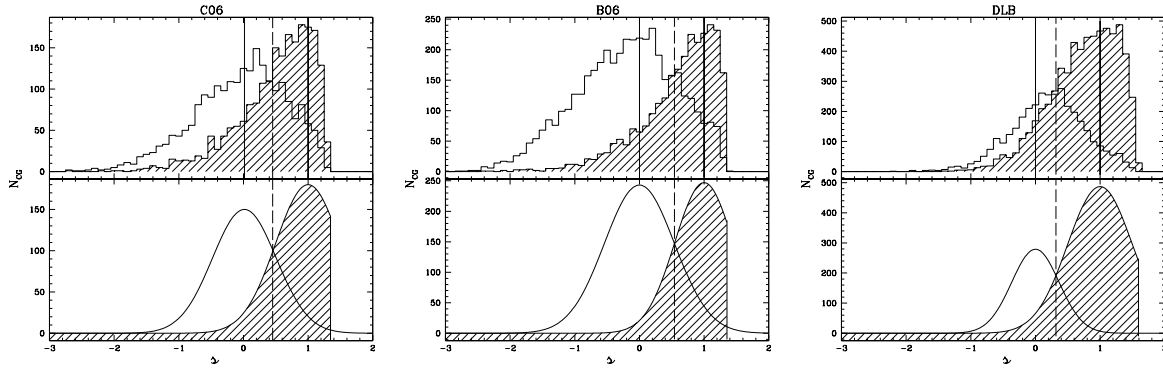


Figura 4.5: Paneles superiores: Distribuciones del parámetro \mathcal{J} para los Reales (*histograma vacío*) y para los alineamientos aleatorios (CA) (*histogramas sombreados*). Paneles inferiores: Funciones gaussianas que ajustan las distribuciones del parámetro \mathcal{J} .

$$\vec{r}_R = (23.44, -2.19, 0.77) \text{ y } \vec{r}_C = (25.80, -1.80, 1.38)$$

$$\sigma_R = 0.49 \quad \text{y} \quad \sigma_C = 0.50$$

2. B06:

$$\vec{r}_R = (23.15, -2.38, 0.37) \text{ y } \vec{r}_C = (25.51, -2.01, 0.67)$$

$$\sigma_R = 0.54 \quad \text{y} \quad \sigma_C = 0.45$$

3. DLB :

$$\vec{r}_R = (22.393, -2.21, 0.13) \text{ y } \vec{r}_C = (24.99, -1.91, 0.86)$$

$$\sigma_R = 0.37 \quad \text{y} \quad \sigma_C = 0.50$$

Los paneles superiores de la figura 4.5 muestran la distribución de \mathcal{J} en cada SAM en el espacio $\mu_R - \log(H_0 t_{cr}) - \log(M/L_R)$, *histogramas vacíos* corresponden a los Reales y los *histogramas sombreados* a los CAs (alineamientos aleatorios: CALG+CAF). Las líneas continuas verticales muestran las medianas de cada distribución. En ambos casos, se ajustó una función Gaussiana a estas distribuciones (paneles inferiores), y se adoptó como punto crítico, \mathcal{J}_{lim} , el punto donde las Gaussianas se intersecan (*líneas verticales a trazos*). Los valores encontrados para \mathcal{J}_{lim} son 0.45, 0.54 y 0.32 para C06, B06 y DLB. Con estos valores se puede reconstruir la ecuación implícita del plano que divide el espacio tridimensional para cada SAM:

$$C06 : \quad 2,36 x + 0,39 y + 0,61 z = 57,68 \quad (4.2)$$

$$B06 : \quad 3,36 x + 0,37 y + 0,30 z = 79,87 \quad (4.3)$$

$$DLB : 2,60x + 0,30y + 0,73z = 60,01 \quad (4.4)$$

Finalmente, usando esos puntos críticos se definieron submuestras de *mvCG* limitándolas a aquellos sistemas que tienen $\mathcal{J} < \mathcal{J}_{lim}$, es decir todos aquellos grupos que caen por debajo de los respectivos planos. Los porcentajes de los grupos que cumplen con este requisito están mostrados en la tabla 4.1 como así también los porcentajes de cada clase en las submuestras resultantes. Puede verse que utilizar estos criterios tridimensionales produce una muestra más grande de CGs que el criterio bidimensional, pero con el costo de que la fracción de Reales es levemente menor, excepto en el SAM DLB donde este criterio tridimensional conduce a una muestra total de grupos más reducida que el criterio bidimensional pero con una mayor fracción de Reales. De todas maneras, en los tres SAMs, utilizando este criterio, la fracción de Reales en estas muestras es mayor que lo que se obtiene en las muestras originales.

Por otro lado, se aplicó este mismo criterio triparamétrico a los *mvHCG*. Dado que los porcentajes originales de Reales en las muestras *mvHCG* son altos, realizar independientemente el mismo procedimiento que se siguió en los *mvCG* en esta muestra no es posible, ya que los elipsoides de Reales y CAs no pueden ser fácilmente diferenciables, encontrándose el elipsoide de CAs adentro del elipsoide de Reales. Por este motivo se optó por seguir utilizando los planos encontrados en los *mvCG* en lugar de buscar nuevas definiciones. Los porcentajes de *mvHCGs* que se encuentran por debajo de estos planos están dados en la tabla 4.1, al igual que las fracciones por clase en estas nuevas submuestras. En los tres SAMs la fracción de Reales se ve incrementada respecto de la muestra original, aunque en C06 y en B06 este criterio sólo incrementa la fracción en un $\sim 2\%$ sin descartar muchos CGs, en DLB este criterio aumenta la fracción de reales en un 14% pero descartando el 53% de los grupos.

Puede verse que este criterio triparamétrico es muy dependiente del modelo de formación utilizado. Volviendo a la figura 4.5 queda clara la dificultad que se encuentra en el modelo DLB para aislar los grupos reales de los CAs. Esta misma dificultad es mucho más acentuada en los grupos *mvHCGs*.

4.2.4 Comparando los criterios de optimización

La aplicación de los criterios de optimización presentados en este capítulo trae indefectiblemente acarreado el hecho de que muchos de los sistemas originalmente identificados

serán eliminados, inclusive alguna fracción de los físicamente densos. Por lo tanto, se presentaron diferentes opciones entre las cuales optar a la hora de realizar un estudio de los grupos compactos: si se desea la mínima disminución en el número de sistemas se puede elegir el método de optimización que menor cantidad de CGs descarte, aunque la contaminación haya sido sólo levemente menguada; en cambio si lo que interesa es una muestra completamente confiable en la que los alineamientos hayan sido descartados casi en su totalidad, entonces se podrá optar por un método en el que, si bien se reduce drásticamente el número total de grupos, uno puede estar seguro de que las propiedades de los grupos estudiados están totalmente dominadas por los grupos Reales.

Analizando las optimizaciones realizadas puede verse que:

- En los *mvCGs*, los criterios analizados pueden conducir a un incremento en la fracción de Reales mayor que el 7% (desde 7% hasta 22%).
- En los *mvHCGs*, es posible aumentar la fracción de reales entre un 2% y un 14%.
- En los *mvCG*, con los modelos C06 y B06, el criterio con el que se consigue la mayor fracción de reales es el criterio bidimensional ($M/L_R \leq 0,28 H_0 t_{cr}$), mientras que el criterio tri-paramétrico es el que descarta la menor cantidad de grupos originales. Con el modelo DLB, la mayor fracción de reales se consigue mediante el criterio tri-paramétrico, mientras que el criterio unidimensional $\mu_R \leq 24 \text{ rmag arcsec}^{-2}$ es el que conserva la mayor cantidad de grupos originales.
- En los *mvHCG*, la mayor fracción de reales se obtiene con el criterio unidimensional $N \geq 5$ en los modelos C06 y B06, mientras que en el modelo DLB esto es posible con el criterio tri-paramétrico. En los modelos C06 y B06, la menor cantidad de grupos es descartada cuando se aplica el criterio tridimensional, mientras que en DLB lo hace el criterio $\mu_R \leq 24 \text{ rmag arcsec}^{-2}$.

Nuevamente, es sorprendente el parecido existente entre los comportamientos de los SAMs C06 y B06, principalmente si se piensa que los modelos C06 y DLB están contruidos por el grupo de astrónomos de Munich (uno es una versión modificada del otro), mientras que el modelo B06 fue construido de manera totalmente independiente por el grupo de astrónomos de Durham.

4.3 ¿Cuáles HCGs son físicamente densos?

Las muestras *mvHCG* fueron construidas para reproducir lo más fielmente posible la selección visual llevada a cabo por [Hickson](#). Por lo tanto, es posible trasladar los resultados obtenidos en las muestras sintéticas a la muestra observada *vHCG*.

En primer lugar, se encontró que entre 52% y 80% de los *mvHCG* son grupos físicamente densos (dependiente del SAM). En la muestra *vHCG* esto implica que entre 29 y 44 grupos son Reales.

En la tabla 4.2 se encuentran tabulados los 55 grupos que forman la muestra *vHCG*. Cada grupo tiene una marca que identifica si satisface o no cada criterio de optimización. Puede verse que:

- Aplicando el criterio de optimización unidimensional $N \geq 5$ a la muestra *vHCG* se encuentran 17 grupos que lo satisfacen, es decir un 31%. En este punto ninguno de los tres SAMs obtuvo la misma fracción (44%, 52%, 45% con C06, B06 y DLB respectivamente). Dentro de las submuestras que satisfacen el criterio, en los *mvHCG* se encontró que entre el 62% y el 90% de los grupos son reales. En la muestra *vHCG* que satisface $N \geq 5$ esto conduce a afirmar que entre 10 y 15 grupos son físicamente densos.
- El criterio $\mu_R \leq 24 \text{mag arcsec}^{-2}$ aplicado a los *vHCG* mantiene 48 grupos que lo cumplen, es decir 87%, en acuerdo con los tres SAMs (por construcción). Los SAMs indican que entre 58% y 85% de los grupos son reales, es decir entre 32 y 41 grupos *vHCG*.
- 37 de los *vHCGs* satisfacen el criterio bidimensional (67%). Los modelos C06 y DLB dan porcentajes muy similares. En los *mvHCG* entre 64% y 87% de los grupos que satisfacen este criterio son reales, entonces en los *vHCG* se puede afirmar que entre 24 y 32 grupos por debajo de la recta son reales.
- Como ya se mencionó, el criterio tridimensional es fuertemente dependiente del SAM: para cada SAM se tiene un plano divisorio entre Reales y CAs, por lo tanto el número de grupos *vHCG* que cae por debajo del plano divisorio variará de acuerdo con el plano que se adopte. Así, tomando el plano definido para C06 (eq. 4.2), 51 *vHCGs* caen por debajo de este plano (93%, en acuerdo con el 91% predicho por el modelo). De estos 51 grupos, 37 deberían ser entidades reales. De acuerdo con el plano definido en el modelo B06 (eq. 4.3), 47 *vHCGs* satisfacen el criterio (85%, similar al 90% predicho), y entre estos se espera que 39 grupos sean Reales.

Finalmente, 26 grupos caen por debajo del plano definido con el modelo DLB (eq. 4.4) (47% al igual que lo predicho por el modelo), de entre los cuales 17 podrían ser grupos reales.

Por otro lado, dado el conocimiento de las regiones que ocupan los grupos Reales y CAs en el espacio tri-paramétrico $\mu_R - H_0 t_{cr} - M/L$ (sección 4.2.3), se puede, para cada $vHCG$, determinar cuál es la probabilidad de que sea físicamente denso (Real). Calculando la distancia normalizada a los centros Reales (\mathcal{J}), se puede calcular el número de desviaciones estándar a las que cada grupo está de los centros (modas) de los Reales y de los CAs. Esto es: $\nu_R = \mathcal{J}/\sigma_R$ and $\nu_C = (\mathcal{J}-1)/\sigma_C$.

Si la probabilidad de estar más lejos de lo que se encuentra, en unidades de desviaciones estándar ν_R y ν_C (suponiendo distribuciones gaussianas), es $p_R = \text{erfc}(\nu_R/\sqrt{2})$ y $p_C = \text{erfc}(\nu_C/\sqrt{2})$ para las dos regiones, entonces la probabilidad de que un $vHCG$ sea físicamente denso es

$$P = \frac{p_R(1 - p_C)}{p_R(1 - p_C) + (1 - p_R)p_C}$$

La tabla 4.2 muestra las probabilidades para cada $vHCG$ en cada SAM. En **negrita** están marcados los grupos que en los tres SAMs tienen más que un 90 % de probabilidad de ser reales. Los grupos que tienen más del 90 % de probabilidad de ser real en los 3 SAMs y además cumplen con el criterio de μ_R , el criterio bidimensional y el criterio tridimensional en los 3 SAMs a la vez (cinco o más marcas X) están pintados en verde. Es decir, si uno tuviera que seleccionar HCGs con alta probabilidad de que sean grupos reales de acuerdo con el criterio adoptado en este trabajo, entonces los grupos marcados en verde serían los más recomendables. En rojo están marcados aquellos grupos que satisficieron el menor número de los criterios de optimización (menos de 2 marcas X) y que presentan bajas probabilidades en los tres SAMs, es decir son aquellos grupos con mayor chance de ser alineamientos aleatorios. En celeste están marcados los grupos que satisficieron todos los criterios en los tres SAMs (cinco o más marcas X) pero que no alcanzan a tener más de 90 % de probabilidad de ser reales en los tres modelos a la vez. Estos grupos son también bastante confiables. Por último, en gris están marcados los grupos que satisficieron los criterios μ_R y bidimensional, y el tridimensional en 2 de los modelos (cuatro marcas X). Resumiendo, el orden de los colores en orden de prioridad es: VERDE, AZUL, GRIS, BLANCO y ROJO.

Vale recordar que todos los análisis realizados sobre estos grupos HCG son probabilísticos y dependientes de los modelos de formación de galaxias utilizados, por lo que

Cuadro 4.2: Aplicación de los criterios de optimización a los $vHCG$.

HCG	N	μ_R	2-D	3-D			Probabilidad		
				C06	B06	DLB	C06	B06	DLB
1	-	X	X	X	X	-	0.9939	0.9727	0.3644
6	-	X	X	X	X	X	0.9924	0.9971	0.9676
7	-	X	X	X	X	-	0.9943	0.9994	0.7228
8	-	X	X	X	X	X	0.998	0.9997	0.9866
10	-	-	-	X	-	-	0.6313	0.5094	0.008203
12	-	X	-	X	X	-	0.994	0.9987	0.7095
13	X	X	X	X	X	X	0.9936	0.9989	0.7535
15	X	-	-	-	-	-	0.4078	0.3223	0.001252
16	-	X	X	X	X	-	0.992	0.9746	0.3221
23	-	-	-	-	-	-	0.1225	0.07179	0.0004845
24	X	X	X	X	X	-	0.9977	0.9884	0.3976
25	-	X	X	X	X	-	0.8783	0.7366	0.05854
26	X	X	X	X	X	-	0.9461	0.9108	0.1035
32	-	X	-	X	X	-	0.9863	0.9701	0.2571
33	-	X	X	X	X	X	0.9925	0.9974	0.8461
35	X	X	X	X	X	-	0.9947	0.9997	0.67
40	-	X	X	X	X	X	0.9981	0.9997	0.9867
43	X	-	-	-	-	-	0.3007	0.2079	0.0002889
47	-	X	X	X	X	X	0.993	0.9998	0.8316
51	X	X	X	X	X	-	0.9959	0.9976	0.6259
55	-	X	X	X	X	X	0.9966	0.9992	0.988
56	X	X	X	X	X	X	0.9921	0.9969	0.9204
57	X	X	X	X	X	-	0.9741	0.9458	0.1878
58	X	-	-	X	-	-	0.6076	0.457	0.007629
59	-	X	-	X	X	-	0.9848	0.975	0.2238
60	-	X	-	X	X	-	0.9997	0.9952	0.4522
62	-	X	X	X	X	X	0.9923	0.997	0.9586
65	X	X	X	X	X	X	0.9977	0.9996	0.9867
66	-	X	X	X	X	X	0.9957	0.9988	0.9905
67	-	X	X	X	X	X	0.9932	0.9974	0.9925
68	X	X	X	X	X	X	0.9927	0.9979	0.8306
69	-	X	X	X	X	X	0.9923	0.9971	0.867
70	-	X	-	X	X	-	0.9355	0.8831	0.0996
72	-	X	X	X	X	X	0.9933	0.9975	0.9937
74	-	X	X	X	X	X	0.9953	0.9985	0.9917
75	X	X	X	X	X	X	0.9922	0.9969	0.9497
76	X	X	-	X	X	-	0.978	0.9546	0.206
79	-	X	X	X	X	X	0.9992	0.9999	0.9881
80	-	X	X	X	X	X	0.9933	0.9978	0.7501
82	-	X	-	X	X	-	0.9983	0.9989	0.4735
83	X	X	-	X	X	-	0.944	0.9315	0.09256
84	X	X	X	X	X	X	0.9928	0.9981	0.8163
85	-	X	X	X	X	X	0.9936	0.9979	0.996
86	-	X	-	X	X	-	0.9941	0.9986	0.7013
88	-	-	X	X	-	-	0.8906	0.6971	0.07809
89	-	-	-	-	-	-	0.3813	0.1679	0.001872
90	-	X	X	X	X	X	0.9924	0.9969	0.9739
91	-	X	X	X	X	-	0.9848	0.9621	0.2522
92	-	X	X	X	X	X	0.9939	0.9979	0.9993
93	-	X	-	X	X	-	0.8975	0.837	0.06116
94	-	X	X	X	X	X	0.9922	0.997	0.8808
95	-	X	X	X	X	X	0.9949	0.9985	0.9938
97	X	X	-	X	X	-	0.8852	0.8586	0.04651
99	-	X	X	X	X	X	0.9939	0.9979	0.9998
100	-	X	-	X	X	-	0.9894	0.9749	0.282
total	17	48	37	51	47	26			
Nro de potenciales reales	10-15	32-41	24-32	37	39	17			

la tabla de colores sólo puede ser usada como guía en la interpretación de resultados observacionales.

Capítulo 5

Grupos Fósiles

5.1 Introducción

En los últimos años ha surgido un gran interés por otro tipo de sistemas peculiares: los grupos fósiles. [Jones et al. \(2003\)](#) seleccionaron grupos fósiles como fuentes X espacialmente extendidas, cuya luminosidad en la banda X es $L_X > 10^{42} h_{50}^{-2} \text{ erg s}^{-1}$ y su contraparte óptica es un sistema de galaxias ligadas con $\Delta M_{12} > 2 \text{ mag}$, donde ΔM_{12} es la diferencia en magnitud absoluta en la banda R entre la galaxia más brillante y la segunda galaxia más brillante en el sistema, dentro de medio radio virial proyectado (r_{vir}). Las masas dinámicas de los sistemas estudiados hasta ahora son comparables a aquellas de los cúmulos ricos ($\sim 10^{13} - 10^{14} h^{-1} \mathcal{M}_\odot$) ([Mendes de Oliveira et al., 2006](#); [Cypriano et al., 2006](#); [Khosroshahi et al., 2006](#)).

Los grupos fósiles pueden ser de considerable importancia como posibles lugares de formación de una significativa fracción de galaxias gigantes elípticas. A pesar de diferencias menores en la definición de grupos fósiles, su tasa de incidencia se ha estimado vía análisis observacionales, analíticos, numéricos y semianalíticos. [Vikhlinin et al. \(1999\)](#), [Jones et al. \(2003\)](#) sostenían que los grupos fósiles representan del 8 al 20 % de los sistemas observados con luminosidades $L_X > 10^{42} h_{50}^{-2} \text{ erg s}^{-1}$. [van den Bosch et al. \(2007\)](#) usaron el catálogo 2 degree Field de galaxias con redshifts (2dFGRS) para medir una fracción de fósiles de 6.5 % entre los grupos con masas ($10^{13} - 10^{14}$) $h^{-1} \mathcal{M}_\odot$. [Milosavljević et al. \(2006\)](#) estimaron analíticamente que los fósiles son (5-40) % entre los grupos con masas $\sim (10^{13} - 10^{14}) h^{-1} \mathcal{M}_\odot$, mientras que este porcentaje es del (1-3) % entre los grupos con masas mayores que $10^{14} h^{-1} \mathcal{M}_\odot$, esta última predicción fue

confirmada con la muestra fotométrica del Sloan Digital Sky Survey Data Release 2 (SDSS DR2). Simulaciones numéricas de [D’Onghia et al. \(2005\)](#) han predicho una fracción mayor de sistemas fósiles ($\sim 33\%$) entre los grupos con masas $\sim 10^{14} h^{-1} \mathcal{M}_{\odot}$. [von Benda-Beckmann et al. \(2008\)](#), también mediante simulaciones numéricas, encontraron que el 24% de los grupos con masas en el rango $(1 - 5) \times 10^{13} h^{-1} \mathcal{M}_{\odot}$ serían grupos fósiles. Mediante modelos semianalíticos, [Sales et al. \(2007\)](#) estimaron que los grupos fósiles representan $(8 - 10)\%$ entre los grupos con masas $(10^{13} - 10^{15}) h^{-1} \mathcal{M}_{\odot}$, mientras que [Dariush et al. \(2007\)](#) sostienen que $\sim 13\%$ de los grupos en ese rango de masas son sistemas fósiles y también predicen que este porcentaje disminuye a $(3-4)\%$ entre los sistemas X ricos.

Ahora, la pregunta natural es si la gran diferencia en magnitud entre la primera y segunda galaxias más brillantes ($\Delta M_{12} > 2$ en la banda R), característica de estos grupos, los convierte en una clase distinta de objetos o si tan sólo son la cola de la distribución de cúmulos¹. Con la intención de dilucidar esta pregunta, [D’Onghia et al. \(2005\)](#) utilizaron simulaciones hidrodinámicas de N-cuerpos, de alta resolución, para hacer un estudio comparativo de cuatro fósiles simulados contra 8 no-fósiles, todos ellos con masas viriales próximas a $1 \times 10^{14} h^{-1} \mathcal{M}_{\odot}$. Ellos encontraron que los valores de la diferencia en magnitud, ΔM_{12} , para los 12 sistemas, estaba correlacionada con el tiempo de ensamble del halo, encontrando entonces que los grupos fósiles se ensamblaron más temprano que los no-fósiles. Similarmente, [Dariush et al. \(2007\)](#) concluyeron a través de un estudio de grupos fósiles en la simulación Millennium, que los grupos fósiles ensamblan una gran fracción de sus masas a redshifts más altos que los grupos no-fósiles. El escenario más aceptado para los grupos fósiles es entonces que ellos no son una clase distinta, sino que, en cambio, son ejemplos de grupos/cúmulos que colapsaron más temprano.

Aunque los grupos fósiles como un todo no parecen ser diferentes de otros cúmulos de masas similares, excepto por sus tempranos tiempos de formación, observacionalmente se ha notado que las galaxias centrales en fósiles y no-fósiles difieren en algunos aspectos. Primero, sus formas isofotales son diferentes: mientras que las galaxias centrales de los fósiles son frecuentemente elípticas (disky), las galaxias centrales de los cúmulos son frecuentemente rectangulares (boxy) ([Khosroshahi et al., 2006](#)). Segundo, sus contrastes de poblaciones estelares: las galaxias centrales de los fósiles no son tan viejas como las galaxias centrales de los cúmulos ([La Barbera et al., 2008](#)). Son estos dos últimos resultados los que motivaron a revisar en este capítulo el estudio de [Dariush et al.](#) de los grupos fósiles en la simulación Millennium, pero esta vez, apuntando a las propiedades

¹de aquí en más los llamaremos no-fósiles

de las galaxias centrales (en lugar de estudiar a los sistemas como un todo) para conocer detalles de su evolución y formación.

5.2 Construcción de la Muestra de Grupos fósiles simulados

5.2.1 Partículas de materia oscura y Galaxias

Se utilizó la simulación Millennium, que fue descrita previamente en 2.2 combinada con el modelo semianalítico de De Lucia & Blaizot (2007), el cual también ha sido discutido en 2.3. La elección de este modelo en particular para el estudio de los grupos fósiles está basada en el conocimiento de que el desarrollo de este modelo SAM se hizo procurando tener una buena descripción del extremo brillante de la función de luminosidad de galaxias, en particular para el estudio de BCG y elípticas brillantes (De Lucia et al., 2006), por lo que en este capítulo se lo consideró como el más apropiado dada la cercanía con el tema que se pretende estudiar. Llamaremos de aquí en más MSGC a esta muestra de galaxias (por sus siglas en inglés Millennium Simulation Galaxy Catalogue).

5.2.2 Halos de galaxias: FoF

Ya que la intención en este capítulo es estudiar grupos fósiles en MSGC, se identificaron halos de galaxias utilizando métodos estándares. Como fue mencionado al final de la sección 2.3.1, los grupos de galaxias en MSGC son identificados utilizando el algoritmo Friends-of-Friends (FoF) en el espacio real (Davis et al., 1985), con sobredensidad de 200 veces la media del universo (en este punto se corroboró que todas las galaxias en un halo de galaxias pertenezcan al mismo halo de materia oscura, información que está disponible en la página web de la simulación Millennium). Finalmente, sólo grupos que poseen más de 10 miembros son seleccionados².

Para todos los grupos de galaxias, se calcularon sus dispersiones de velocidad, radios viriales, y masas viriales. El valor de la masa virial se calcula de acuerdo a la siguiente fórmula:

²De aquí en adelante, se referirá a los grupos identificados en esta sección como grupos FoF

Cuadro 5.1: Medianas de las Propiedades de los Grupos Fósiles

Propiedad	MSGC	Catálogo Sintético	SDSS DR6
#	729	22	6
$\mathcal{M}_{FOF} [h^{-1}\mathcal{M}_\odot]$	$7,5 \times 10^{13}$	$6,7 \times 10^{13}$	8×10^{13}
$\sigma_{3D} [km/s]$	600	596	565
$r_{vir} [Mpc h^{-1}]$	0,98	1,0	1,1
$M_R - 5log(h)$	-23,48	-23,73	-22,17*
$M_* [h^{-1}\mathcal{M}_\odot]$	$2,8 \times 10^{11}$	$4,2 \times 10^{11}$	—

Notas: # número de grupos fósiles, \mathcal{M}_{FOF} : masa virial del grupo de galaxias FoF, σ_{3D} : dispersión de velocidades del grupo FoF, r_{vir} : radio virial del grupo FoF, $M_R - 5log(h)$: magnitud absoluta en la banda R en el sistema en reposo de la galaxia más brillante dentro de $0,5r_{vir}$ del grupo FoF, M_* : masa estelar de la galaxia más brillante.

* En este caso, ésta es en la banda r-sdss. Las correcciones k+e se calcularon con [Blanton et al. \(2003\)](#).

$$\mathcal{M}_{FOF} = \frac{\pi}{G} R_h \sigma_{3D}^2 \quad (5.1)$$

donde

$R_h = \langle 1/R_{ij} \rangle^{-1}$ es la separación armónica media proyectada, dada las separaciones proyectadas R_{ij} (see eq. [10–23] of [Binney & Tremaine, 1987](#)). El radio virial es $r_{vir} = \pi R_h$ y la dispersión de velocidades 3D es calculada en MSGC por medio de las velocidades peculiares de cada galaxia.

5.2.3 La muestra de Grupos Fósiles

Se seleccionaron como grupos fósiles aquellos grupos FoFs con masas mayores que $5 \times 10^{13} h^{-1}\mathcal{M}_\odot$, los cuales contienen galaxias que presentan una diferencia en magnitud $\Delta M_{12} > 2$ (en la banda R) cuando se tienen en cuenta sólo los objetos dentro de $0,5r_{vir}$. El límite inferior adoptado para la masa de los grupos ($5 \times 10^{13} h^{-1}\mathcal{M}_\odot$) asegura que los fósiles elegidos van a ser también fósiles X, resultado que se deduce del trabajo de [Dariush et al. \(2007\)](#). Más allá de ciertos cuestionamientos que podrían hacerse acerca de la arbitrariedad de las condiciones que se imponen para definir a un sistema como

fósil, ya sea en la diferencia en magnitud o en el radio de búsqueda de las dos galaxias más brillantes (ver [Voevodkin et al., 2009](#) para una discusión sobre el mejor criterio de selección de grupos fósiles), se decidió optar por el criterio que más se apega a la definición original de grupos fósiles de [Jones et al. \(2003\)](#), y que es también el empleado con mayor frecuencia en la literatura.

En MSGC, 729 halos FoFs satisfacen el criterio de fósiles, los cuales representan el 5,5 % de los grupos FoFs en el rango de masa estudiado. Las medianas de las propiedades de estos grupos fósiles están mostradas en la tabla [5.1](#).

5.2.4 La Muestra de grupos no-fósiles

El objetivo principal en este capítulo es comparar las propiedades de los grupos fósiles y de los grupos no-fósiles. [Dariush et al. \(2007\)](#) ya han analizado las diferencias entre sistemas estos dos tipos de sistemas, concentrándose en las propiedades de los grupos como un todo. En este capítulo se intentará ir más allá y no sólo confirmar sus resultados sino que extenderlos al análisis de las galaxias más brillantes de estos sistemas. Para este fin, se construyó, entonces, una muestra de control de grupos no-fósiles, usando el mismo criterio que se aplicó para los grupos fósiles en MSGC, pero esta vez requiriendo que la diferencia en magnitud entre la primera y la segunda galaxias más brillantes dentro de $0,5 r_{\text{vir}}$ sea menor que 0,5 (para los fósiles el requisito es que sea mayor que 2 magnitudes). La muestra de control cuenta con 3786 halos FoF.

La figura [5.1](#) muestra las masas estelares de la galaxia más brillante como función de las masas viriales de los FoF para ambas muestras, fósiles (*cuadrados negros*) y no-fósiles (*cruces grises*). Para evitar inferir resultados que sean dependientes de la masa estelar de las galaxias más brillantes ([De Lucia et al., 2006](#)), se seleccionaron a partir de las muestras de fósiles y no-fósiles dos submuestras con aproximadamente el mismo número de objetos, en las cuales se impuso el requisito de que *las distribuciones de masas estelares de las galaxias centrales sean iguales*. Este condicionamiento dejó como resultado dos submuestras de grupos fósiles y no-fósiles con alrededor de 680 objetos cada una. En este punto hay que notar que forzar a que las distribuciones de masas estelares de las galaxias centrales sean las mismas entre las dos muestras tiene el efecto neto de que las masas viriales de los grupos FoF son, en promedio, más chicas para los grupos fósiles que para los grupos no-fósiles. Este efecto puede verse en la figura [5.1](#) si uno iguala el eje *y* de las distribuciones. Sin embargo, este procedimiento está justificado

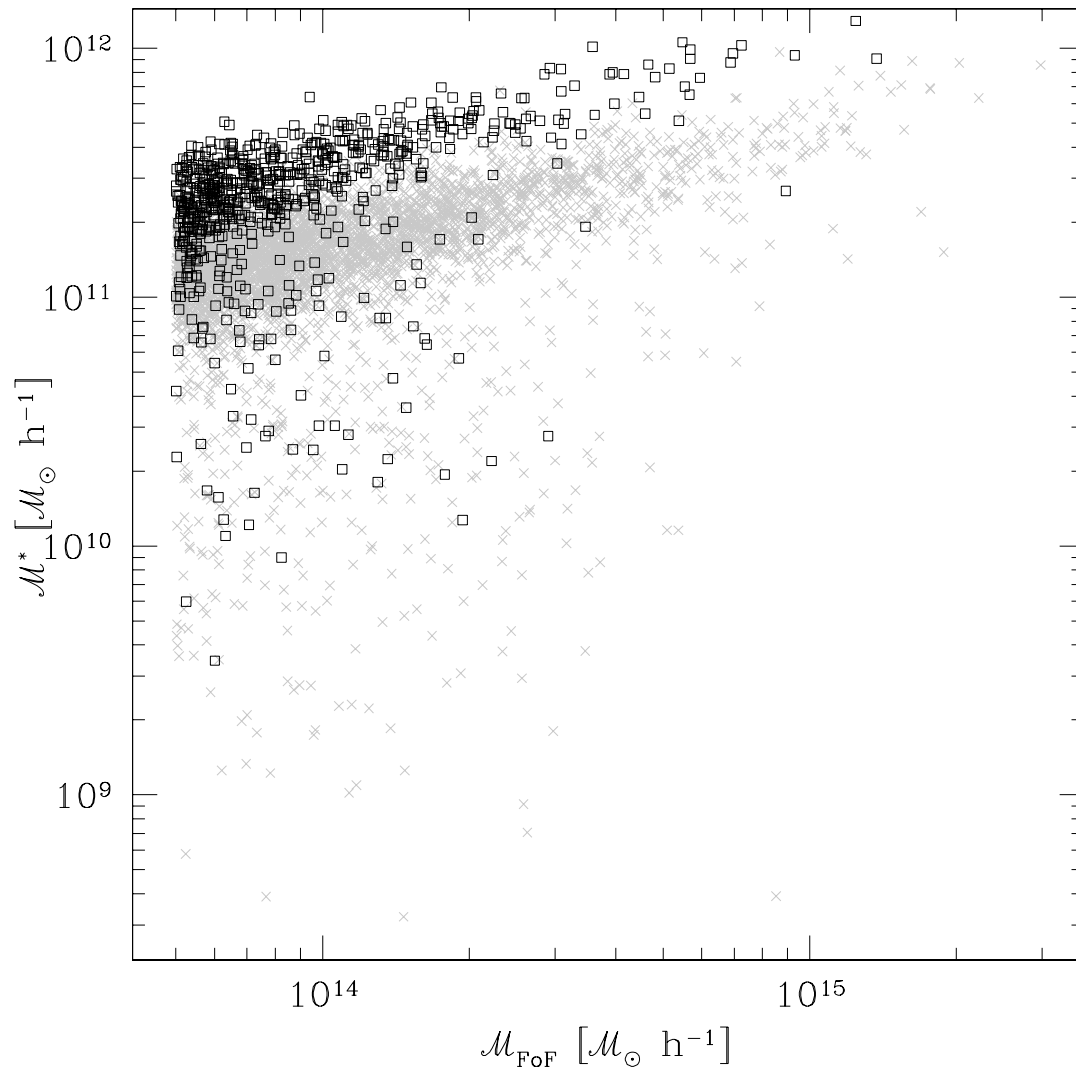


Figura 5.1: Distribución de masas estelares de las galaxias más brillantes vs la masa virial de los grupos. Los *cuadrados negros* corresponden a la muestra de fósiles mientras que las *cruces grises* corresponden a la muestra de no-fósiles

ya que en este capítulo el interés está puesto en investigar únicamente las propiedades de las galaxias centrales.

5.3 La galaxia más brillante

5.3.1 Formación y Evolución

Dado que en este SAM se puede tener acceso al árbol de fusiones (merger tree) de las galaxias en la simulación Millennium, es posible estudiar la formación y evolución de las galaxias centrales de los grupos. De Lucia et al. (2006) y De Lucia & Blaizot (2007) han estudiado la evolución de galaxias de *diferentes* masas. Ellos definieron un conjunto de tiempos particulares relacionados con la formación y la evolución de las galaxias. Siguiendo esos trabajos, se analizan en esta sección las galaxias centrales de grupos fósiles y no-fósiles, donde ambas muestras tienen la *misma* distribución de masas estelares. Brevemente, los tiempos se definen a continuación:

- Tiempo de ensamble (z_a): es el tiempo en el cual el 50% de la masa estelar final ya está contenida en una sola galaxia.
- Tiempo de formación (z_f): es el tiempo en el cual la mitad de la masa de las estrellas que componen la galaxia final a redshift cero ya está formada.
- Tiempo de identidad (z_i): es el tiempo en el cual el último merger mayor tuvo lugar (se adopta como merger mayor si $\mathcal{M}_1/\mathcal{M}_2 < 3$, con \mathcal{M}_1 y \mathcal{M}_2 las masas de las galaxias que se fusionan y $\mathcal{M}_1 > \mathcal{M}_2$).
- Tiempo extendido de identidad (z_e): el último tiempo en el cual la suma de las masas de todos los progenitores que se fusionan en ese momento fue mayor que un tercio de la masa del progenitor principal (múltiples mergers menores simultáneos).

Se calcularon todos estos tiempos para las galaxias más brillantes de fósiles y no-fósiles, y también el tiempo de ensamble de los halos FoF. En la tabla 5.2 se muestran las medianas de los diferentes tiempos característicos (en redshifts) y también están incluidos los valores de las probabilidades de que ambas distribuciones (galaxias en fósiles y no fósiles) sean derivadas de la misma distribución (test Kolmogorov-Smirnov (K-S)). *Los tests K-S indican diferencias significativas en todos los casos.* Sin embargo, dada la forma de las distribuciones, en algunos de los casos el valor de la mediana no es representativo de estas diferencias (por ejemplo, las medianas de z_f en ambas muestras son las mismas),

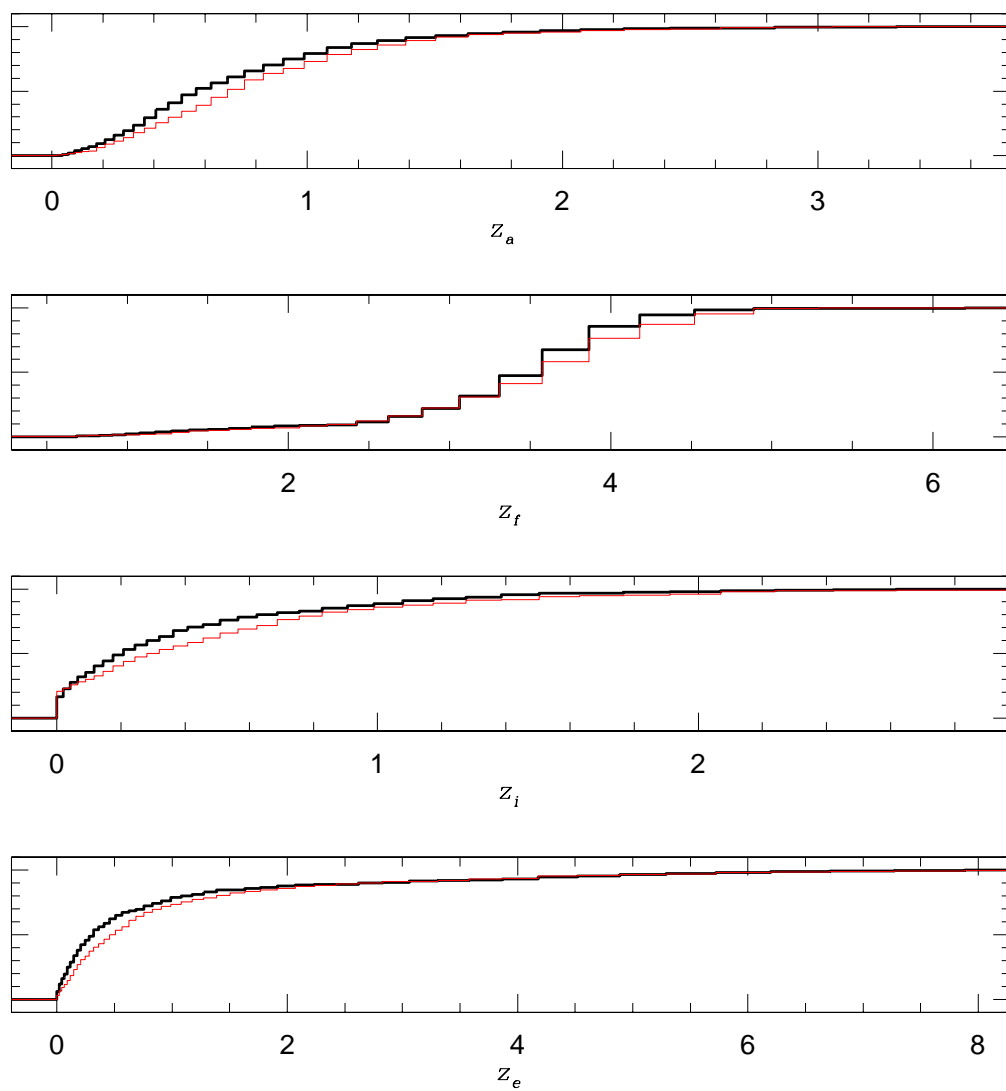


Figura 5.2: Distribuciones acumulativas de los tiempos de ensamble, formación, identidad y extendido (desde arriba hacia abajo). Las *líneas negras gruesas* corresponden a los grupos fósiles mientras que las *líneas rojas finas* son para los grupos no-fósiles

Cuadro 5.2: Medianas de los tiempos característicos (redshifts) y valores de las probabilidades del test K-S: fósiles vs no-fósiles

	Fósil	No-Fósil	K-S
z_a	0,5642	0,6871	6×10^{-6}
z_f	3,5759	3,5759	6×10^{-6}
z_e	0,3197	0,4566	5×10^{-6}
z_i	0,2798	0,4566	1×10^{-7}
$z_a(FOF)$	0,4566	0,1749	0

por lo que en la figura 5.2 se muestran las distribuciones acumulativas de estos tiempos. Las *líneas negras gruesas* corresponden a los grupos fósiles y las *líneas rojas finas* a los no-fósiles. Las galaxias centrales de los grupos fósiles (a) se han ensamblado, (b) han formado sus estrellas, (c) han sufrido el último merger mayor y (d) han sufrido múltiples mergers menores simultáneos, *todo a redshifts más bajos* que las galaxias centrales de los grupos no-fósiles.

Con el fin de corroborar si el estar analizando grupos fósiles y no-fósiles con distintos rangos de masas de los halos FoF podría estar introduciendo algún tipo de vicio, se repitió todo el procedimiento, pero esta vez *igualando las distribuciones de las masas viriales de los grupos fósiles y no-fósiles*. Así, se recuperaron todos los resultados descritos en el trabajo de [Dariush et al. \(2007\)](#), es decir, se confirmó que los grupos fósiles, como un todo, se ensamblan antes que los grupos no-fósiles, para un dado rango de masas viriales. Más aún, se encontró que las galaxias centrales de fósiles se han ensamblado, sufrido el último merger mayor y sufrido múltiples mergers menores simultáneos a redshifts más bajos que sus contrapartes en grupos no-fósiles, pero que ellas han formado sus estrellas a redshifts más altos. Este último resultado, sólo está reflejando el análisis de [De Lucia et al. \(2006\)](#), ya que igualando las masas viriales de los grupos, la muestra resultante de fósiles tiene galaxias centrales con masas estelares típicamente mayores que las de las galaxias centrales en no-fósiles.

Lo que es importante notar es que, en ambos casos, aunque los halos FoF de los fósiles se han ensamblado antes ([Dariush et al. \(2007\)](#), [D'Onghia et al. \(2005\)](#), y corroborado en este trabajo), sus galaxias centrales, en promedio, se han ensamblado después y, aún más importante, las galaxias centrales de los grupos fósiles han seguido sufriendo mergers mayores y menores por un período de tiempo más largo que aquellas en sistemas no-fósiles. Se espera que este resultado pueda ser pronto corroborado con muestras ob-

servacionales. Una de las primeras evidencias observacionales de esta dirección puede ser el estudio de un gran merger mayor en un cúmulo fósil X a redshift intermedio realizado por [Rines et al. \(2007\)](#).

Otra observación que puede desprenderse del análisis de la tabla 5.2 es que las galaxias centrales de los grupos (ya sean fósiles o no fósiles) han ensamblado la mitad de su masa (z_a) antes de que el grupo lo haya conseguido ($z_a(FoF)$), y esto es mucho más evidente en los grupos no-fósiles. Por otro lado, el último merger sufrido por las galaxias centrales ocurre en los grupos fósiles después de que el grupo ha conseguido juntar la mitad de su masa final, mientras que en los grupos no-fósiles, el último evento de fusión mayor ha ocurrido mucho antes de que el grupo se haya ensamblado. El temprano ensamble de los grupos fósiles pudo haber permitido que las galaxias centrales tuvieran el suficiente tiempo para fusionarse, entonces la pregunta que surge es si en los grupos no-fósiles sólo deberíamos esperar el tiempo suficiente desde su ensamble para poder observar eventos de fusión mayor y verlos convertidos en nuevos grupos fósiles, o si el hecho de que las galaxias centrales llevan demasiado tiempo estables es determinante para asegurar que no son uno un precursor del otro sino efectivamente diferentes sistemas con historias de formación completamente distintas. Desafortunadamente, los análisis llevados a cabo en este capítulo no son suficientes para dilucidar este cuestionamiento.

5.3.2 La Morfología y la mezcla morfológica en el último merger mayor

Los criterios usados para seleccionar grupos fósiles no incluyen ninguna restricción en cuanto al tipo morfológico de la galaxia central. Sin embargo, es interesante investigar si naturalmente las galaxias centrales tienen tipos tempranos.

En este punto es importante tener en cuenta las limitaciones de los modelos semi-analíticos dado que, históricamente, la mayoría de los SAMs han fallado en reproducir algunos comportamientos específicos, aunque las nuevas versiones son bastante buenas en reproducir muchos resultados observacionales relacionados con la morfología (ver [Bertone et al., 2007](#)). Sin embargo, es aún interesante ver comportamientos generales, definiendo morfología como lo hicieron [De Lucia et al. \(2006\)](#). Una galaxia se clasifica como elíptica si $\Delta M < 0,4$ ($\Delta M = M_{bulge} - M_{total}$ en la banda B), espiral si $\Delta M > 1,56$ y S0 entre esos valores. Estos autores aseguran que esta determinación de tipo morfológico es robusta para galaxias con masas estelares un poco mayores que $10^9 h^{-1} \mathcal{M}_\odot$. Como

puede verse en la tabla 5.1, aquí se está tratando con galaxias más allá de ese límite. Se encuentra que el 12% de las galaxias centrales de los grupos fósiles in MSGC no son galaxias elípticas (5% son S y 7% son S0). Porcentajes muy similares se encuentran en la muestra de control (3% son S y 9% son S0).

Respecto a las luminosidades de las galaxias centrales en grupos fósiles, se encuentra que, aún cuando no hay un criterio específico para seleccionar grupos con galaxias centrales muy luminosas, la muestra final de fósiles tiene una magnitud media bastante brillante de $\sim -23,5$. Notar que la búsqueda de grupos fósiles en la muestra fotométrica de SDSS llevada a cabo por Santos et al. (2007) produjo una muestra de grupos cuya magnitud absoluta media es $M_R - 5 \log h = -23,74$.

Khosroshahi et al. (2006) encontraron que las galaxias centrales de los grupos fósiles tienen formas isofotales diferentes a las de las galaxias de grupos no-fósiles (en grupos fósiles tienen isofotas diskly mientras que en grupos no-fósiles tienen isofotas boxy). Ellos sugirieron entonces que las galaxias centrales de los grupos fósiles podrían ser el resultado de mergers húmedos (wet mergers), es decir, ricos en gas, a diferencia de las galaxias en no-fósiles. Es entonces interesante investigar las morfologías de los objetos que se fusionan para dar lugar al nacimiento de la galaxia central durante el último evento de merger mayor. Se llamará al proceso “wet merger” si al menos una de las galaxias que se fusionan es una galaxia espiral, “dry merger” si ambas galaxias son elípticas y “mixed” si una de ellas es elíptica y la otra es SO o ambas son SO. Los resultados están mostrados en la tabla 5.3. Contrariamente a lo que se esperaba, se encuentra que la gran mayoría de las galaxias centrales en grupos fósiles en MSGC no son el resultado de “wet mergers”. De hecho, *las galaxias centrales tanto en fósiles como en no-fósiles parecen haber sufrido el mismo tipo de mergers*, es decir, nacen a partir de la misma mezcla morfológica, y son mayoritariamente el resultado de mergers pobres en gas. Este análisis se repitió para una submuestra de estos sistemas que sólo tienen galaxias elípticas en sus centros (88% del total) y se encontraron valores muy similares (dichos valores también están mostrados en la tabla 5.3).

Por otro lado, Khochfar & Burkert (2005) han probado que la distribución observacional de formas isofotales de las galaxias elípticas puede ser reproducida en modelos semianalíticos usando la morfología de las galaxias que se fusionan en el último merger mayor y el cociente de masas de ambas. Siguiendo su trabajo, se clasificaron a las galaxias elípticas que han sufrido un merger mayor en “disky” o “boxy” de acuerdo con los siguientes criterios:

Cuadro 5.3: Mezcla morfológica de las galaxias que se fusionaron en el último evento de merger mayor para formar las galaxias centrales observadas a $z=0$.

	Muestra Completa	
	Fósiles	no-Fósiles
DRY (E+E)	48 %	39 %
Mixed (E+S0 or S0+S0)	22 %	26 %
WET (S+E or S+S0 or S+S)	8 %	9 %
Sin merger mayor	22 %	26 %
	Con galaxia E en el centro	
	Fósiles	no-Fósiles
DRY	57 %	45 %
Mixed	26 %	31 %
WET	8 %	9 %
Sin merger mayor	9 %	15 %
boxy	76 %	75 %
disky	24 %	25 %

- Elípticas que tuvieron el último merger mayor entre dos galaxias tipo bulge ($\mathcal{M}_{bulge} \geq 0,6 \mathcal{M}_{tot}$) resultan en remanentes “boxy” independientemente del cociente de sus masas.
- Último merger mayor con cociente de masas $1 \leq M_1/M_2 < 2$ lleva a elípticas “boxy”.
- Último merger mayor con cociente de masas $2 \leq M_1/M_2 < 3$ lleva a elípticas “disky”.

Los resultados para la muestra que tiene galaxias elípticas en el centro y que han sufrido un merger mayor están mostrados en la tabla 5.3. Este resultado también está en desacuerdo con las predicciones hechas por [Khosroshahi et al.](#) basadas en siete galaxias centrales elípticas en grupos fósiles. *No se encuentran diferencias en las formas isofotales de las galaxias elípticas en sistemas fósiles o no fósiles*, en ambos la probabilidad de que sean boxy es más alta. Sin embargo, el modelo semianalítico particular que se utilizó en este capítulo ([De Lucia & Blaizot, 2007](#)) podría estar produciendo una fracción levemente más alta de elípticas boxy que las observadas (por ejemplo, para grupos no-fósiles en este trabajo se encuentra que para una magnitud absoluta en la banda B de -21 el cociente N_{boxy}/N_{disky} está alrededor de 2,3, mientras que en las observaciones de [Bender et al.](#)

y en las predicciones de [Khochfar & Burkert](#), este cociente estaría próximo a 1,5 (ver figura 3 en [Khochfar & Burkert \(2005\)](#)).

5.4 Catálogo sintético vs observaciones

Aunque el principal objetivo en este capítulo es estudiar las galaxias más brillantes de los grupos fósiles identificados en la simulación Millennium, una comparación directa de la población de fósiles resultante en las simulaciones con aquella que proviniera de catálogos observacionales puede usarse como un poderoso test de los SAMs. De particular interés es, entonces, la comparación de la fracción de sistemas FoF que son fósiles en un catálogo sintético construido a partir de MSCG y en el catálogo de galaxias con redshifts SDSS (Sloan Digital Sky Survey).

Por lo tanto, con la intención de tener resultados que puedan ser comparados directamente con las observaciones, se contruyó un catálogo sintético de la misma manera que se describió en el capítulo 2 en la sección 2.3.1, es decir utilizando la salida a $z = 0$ de MSGC. La descripción de este catálogo sintético está dada en la tabla 2.1 en el mencionado capítulo.

Los grupos de galaxias (FoF³) en el catálogo sintético son identificados utilizando un algoritmo similar al desarrollado por [Huchra & Geller \(1982\)](#), el cual es una adaptación del algoritmo FoF para tener en cuenta la distorsión causada por los movimientos peculiares (espacio de redshifts) y el corte en magnitud aparente. Al igual que lo realizado en espacio real, aquí se identificaron grupos que tuviesen sobredensidad 200. Cuando se trabaja en el espacio distorsionado de los corrimientos al rojo, hay que tener un especial cuidado al estimar los centros de los grupos. Se utilizó un método que calcula la posición proyectada del centro pesando por la densidad local y la luminosidad de las galaxias miembro ([Díaz et al., 2005](#)). Las masas viriales, radios viriales y dispersiones de velocidad de los grupos FoF son calculados utilizando la ecuación 5.1, aunque en este caso las dispersiones de velocidad radial (σ_v) son calculadas utilizando el estimador “bi-weighted” descrito por [Beers et al., 1990](#) y luego convertidas a dispersión de velocidades tridimensional haciendo $\sigma_{3D} = \sqrt{3}\sigma_v$. Nuevamente, sólo grupos que posean más de 10 miembros son seleccionados.

³aunque en esta sección los grupos “FoF” no son identificados en el espacio real, igualmente se mantuvo esta notación para los grupos producidos por el algoritmo automático.

5.4.1 Grupos Fósiles en un catálogo sintético

El criterio usado para seleccionar grupos fósiles fue descrito en la sección 5.2.3. Además de considerar sólo grupos con masas mayores que $5 \times 10^{13} h^{-1} \mathcal{M}_{\odot}$, también se restringió la profundidad de la muestra de halos FoFs seleccionando aquellos grupos con redshifts menores que 0,1. Esta restricción está basada en análisis estadísticos que revelan que la confiabilidad del algoritmo de identificación de grupos en el espacio de redshifts aumenta para grupos cuyos redshifts están por debajo de $z_{lim} = 0,1$.

Se encontró un número comparativamente más bajo de fósiles: 22 halos FoF son clasificados como fósiles, los cuales representan aproximadamente un 3% de los grupos FoF en el catálogo sintético en el mismo rango de masas. Las medianas de las propiedades de estos grupos están mostradas en la tabla 5.1. Para la muestra de fósiles en el catálogo sintético se estimó la densidad media de fósiles dentro de la mediana de la distancia de la muestra, la cual es una medición bastante robusta de la densidad. Se obtuvo $1,4 \times 10^{-6} h^3 \text{ Mpc}^{-3}$.

Puede observarse que la fracción de grupos que satisfacen el criterio de fósiles en el catálogo sintético es más baja que los casi 5,5% que se encuentran en MSGC. Esta discrepancia sucede por la siguiente razón: en espacio real (MSGC) la búsqueda de galaxias cuyas magnitudes respetan el criterio de $\Delta M_{12} > 2$ se hace dentro de una esfera de medio radio virial, lo cual no es posible de hacer en el catálogo sintético dado que se está trabajando en espacio de redshifts y por lo tanto se trabaja en proyección, ie, midiendo distancias proyectadas. Cuando se consideran distancias proyectadas en la selección de grupos fósiles, miembros reales de las partes más externas de los grupos pueden hacer que no se satisfaga el criterio de ΔM_{12} (un efecto similar se observa cuando los grupos fósiles son definidos dentro de $1r_{vir}$ en lugar de $0,5r_{vir}$). Esta hipótesis fue testeada en el catálogo sintético re-identificando grupos fósiles, pero en vez de usar la información distorsionada en espacio de redshifts, se utilizó la información en espacio real y entonces sí se miraron las galaxias dentro de una esfera de radio $0,5r_{vir}$. Los porcentajes que se encontraron en este simple test son mucho más similares a lo que se extrae de MSGC.

Es importante recordar que en catálogos observacionales, todo el procedimiento de identificación está afectado de la misma manera que en el catálogo sintético. Por lo tanto, es importante tener en mente que los porcentajes o densidades numéricas que se extraigan de las observaciones van a estar subestimadas. En particular, en el caso estudiado en este trabajo, para la fracción de grupos con masa mayor que $5 \times 10^{13} h^{-1} \mathcal{M}_{\odot}$, se deriva un

Cuadro 5.4: Porcentaje de grupos FoFs que son fósiles en cuatro catálogos sintéticos diferentes

	con pares próximos	sin pares próximos
$r < 17,77$	3 %	4 %
$14,5 < r < 17,77$	0,2 %	0,26 %

Notas: Catálogo con pares próximos: descrito en la sección 2.3.1. Catálogo sin pares: se reprodujo la colisión de fibras. Ambos fueron contruidos con diferentes cortes en magnitud para considerar el límite en magnitud de las fibras.

3% a partir del catálogo sintético (i.e. el equivalente a las observaciones) pero el número real debería ser próximo a 5,5%.

5.4.2 Comparación con SDSS

Se utilizó la muestra principal con redshifts espectroscópicos del catálogo SDSS DR6 para identificar grupos fósiles observacionales utilizando la misma metodología previamente aplicada en el catálogo sintético. Esta muestra comprende 574701 galaxias con magnitudes aparentes en la banda r menores que 17,77 y un redshift medio de 0.1. Brevemente, los halos FoF son identificados utilizando un algoritmo similar al de Huchra & Geller (1982) (ver también Merchán & Zandivarez, 2005 para más detalles acerca del procedimiento) con un contraste de densidad de 200. Los centros de estos grupos son pesados por densidad local proyectada y por luminosidad. Luego, se seleccionaron los halos que tuviesen más de 10 miembros, masas mayores que $5 \times 10^{13} h^{-1} \mathcal{M}_{\odot}$ y redshifts menores que 0,1. Entre estos grupos preseleccionados, se identificaron grupos fósiles, es decir, aquellos grupos que presentan una diferencia en magnitud entre las dos galaxias más brillantes de 2 magnitudes cuando se consideran las galaxias dentro de $0,5r_{vir}$. Se encontraron 6 grupos fósiles en esta muestra, los cuales representan el 0,55% del total de grupos con mas de 10 miembros y masas mayores que $5 \times 10^{13} h^{-1} \mathcal{M}_{\odot}$. Las medianas de sus propiedades están mostradas en la tabla 5.1.

Este resultado es, a primera vista, algo sorprendente ya que se predijo en la sección anterior que esta fracción debía ser próxima al 3%. Para entender este porcentaje tan

bajo de grupos fósiles en el SDSS, se consideraron cuidadosamente las incompletitudes inherentes al catálogo SDSS y luego se reprodujeron en el catálogo sintético. Hay dos principales causas de incompletitud en SDSS que ya han sido reconocidas en la literatura: 1) la incompletitud ocasionada por la colisión de fibras, y 2) la incompletitud ocasionada por el límite en magnitud de las fibras y el software de deblending de las imágenes. Lo primero causa que $\sim 70\%$ de las galaxias que tienen un vecino más cercano que $55''$ se pierda. Lo segundo ocasiona que la muestra espectroscópica se vuelva notablemente incompleta para galaxias más brillantes que $r = 14,5$.

Entonces, se construyeron cuatro catálogos sintéticos considerando cada una de estas incompletitudes (uno sin incompletitudes (sección 2.3.1), otro sólo con la colisión de fibras, otro sólo con el límite de magnitud de las fibras y por último un catálogo sintético con ambas incompletitudes). Se identificaron grupos fósiles en cada uno de ellos y los resultados de este experimento están mostrados en la tabla 5.4. Puede verse que el efecto de colisión de fibras introduce una pequeña incerteza en los porcentajes identificados (esto puede notarse comparando las columnas “con pares próximos” y “sin pares próximos” en la tabla 5.4), mientras que, en contraste, la pérdida de galaxias más brillantes que 14.5 cambia fuertemente el resultado, ocasionando que las fracciones sean mucho menores que el 3% que se predice a partir de del catálogo sintético original. Teniendo en cuenta ambas incompletitudes (catálogo sin pares y con $14,5 < r < 17,77$) la densidad media de los grupos fósiles dentro de la mediana de la distancia de la muestra es $1,2 \times 10^{-7} h^3 \text{ Mpc}^{-3}$.

Para corroborar este resultado, se repitió la búsqueda de grupos en SDSS, igual que se hizo anteriormente, pero esta vez considerando sólo aquellas galaxias en el rango de magnitud: $14,5 < r < 17,77$. Se encontró exactamente lo que se predijo con las simulaciones: 0,27% de los halos FoF son sistemas fósiles (este número puede ser directamente comparado con la última línea de la última columna de la tabla 5.4). Para estos grupos fósiles resultantes en SDSS la densidad media es $1,5 \times 10^{-7} h^3 \text{ Mpc}^{-3}$, que es muy similar a lo que se obtuvo en el catálogo sintético después de que todas las incompletitudes fueron tenidas en cuenta.

A pesar del pequeño número de grupos fósiles identificados en la muestra principal de galaxias de SDSS, es interesante analizar sus propiedades principales. En la tabla 5.5 están mostradas las propiedades de cada uno de los seis grupos fósiles encontrados. En la figura 5.4.2 se muestra la distribución angular α vs δ para todos los grupos fósiles conocidos. Los *puntos violetas* son las galaxias de la muestra principal de SDSS. Las *cruces* son los seis grupos fósiles presentados en esta sección. Los *círculos llenos* son

Cuadro 5.5: Grupos fósiles en la muestra principal de galaxias de SDSS DR6

nombre	α_{cm} [h:m:s]	δ_{cm} [d:m:s]	z_{cm}	\mathcal{M}_{vir} [$10^{13} h^{-1} M_{\odot}$]	σ_{3D} [$km s^{-1}$]	r_{vir} [$Mpc h^{-1}$]	α_1 [h:m:s]	δ_1 [d:m:s]	z_1	$M_1 - 5log(h)$ [r-band]	$eClass_1$
I	07:35:29.04	39:45:21.6	0.0866	11.3	797	0.86	07:35:36.46	39:45:53.57	0.0874	-22.43	-0.190478
II	07:58:34.32	37:46:12.0	0.0406	7.5	563	1.01	07:58:28.11	37:47:11.87	0.0408	-22.29	-0.151681
III	15:19:02.64	04:17:49.2	0.0466	8.1	579	1.04	15:19:03.52	04:20:01.14	0.0468	-22.09	-0.177914
IV	07:34:33.84	26:53:56.4	0.0796	7.9	551	1.12	07:34:22.22	26:51:44.93	0.0797	-22.35	-0.197101
V	14:38:55.68	10:08:16.8	0.0552	7.7	523	1.21	14:38:47.60	10:07:17.26	0.0553	-21.70	-0.158786
VI**	08:56:37.44	21:52:51.6	0.0823	9.9	544	1.43	08:56:51.80	21:49:49.44	0.0827	-22.17	-0.175508

Notas: α_{cm}, δ_{cm} : coordenadas ecuatoriales del centro de masa del grupo; z_{cm} : redshift espectroscópico del centro de masa; \mathcal{M}_{vir} : masa virial del grupo; σ_{3D} : dispersión de velocidad 3-D del grupo; r_{vir} : radio virial del grupo; α_1, δ_1, z_1 coordenadas ecuatoriales y redshift espectroscópico de la galaxia más brillante; $M_1 - 5log(h)$: magnitud absoluta en la banda r-sdss en el sistema en reposo de la galaxia más brillante. Correcciones k+e calculadas a partir de [Blanton et al., 2003](#); $eClass_1$: parámetro de tipo espectral de la galaxia más brillante, dada por SDSS.

** Este no es un grupo fósil (ver texto)

los grupos fósiles listados en [Mendes de Oliveira et al., 2006](#) que tienen $z < 0,1$, y los *círculos vacíos* son los grupos fósiles identificados por [Santos et al., 2007](#) en la muestra fotométrica de SDSS con $z < 0,1$. Hay tres *círculos llenos* en el área de SDSS que no fueron identificados en este trabajo. Usando la herramienta "Finding Chart Tool"⁴ de SDSS DR6, se analizó un campo alrededor del centro de estos grupos fósiles, y se pudo comprobar las razones por las que en este trabajo esos grupos no fueron identificados:

a) RX J1331.5+1108 no pudo ser identificado ya que su galaxia principal fue perdida por la muestra SDSS debido al efecto de colisión de fibras.

b) RX J1159.8+5531 no se identificó como grupo fósil debido a que la diferencia de 2 magnitudes no está presente en este grupo. El algoritmo de identificación de grupos usado en este trabajo sí identificó este sistema como uno masivo y con muchos miembros, pero el criterio de 2 magnitudes hizo que luego fuera desechado (la diferencia en magnitud absoluta en la banda R entre la galaxia más brillante y la segunda más brillante es $\Delta M_{12} = 1,6$), y

c) NGC 6034 se perdió ya que no se identificó un halo masivo y numeroso en su posición. En cambio, la galaxia central de este grupo fósil se la identificó como parte de otro grupo masivo, ubicándose la misma en las afueras de dicho grupo (más allá de $0,5 r_{vir}$). Más aún, otro miembro del grupo, muy próximo a la galaxia central de NGC 6034 tiene una magnitud absoluta que haría que la diferencia en magnitud sea $\Delta M_{12} = 1,07$ y no de 2, como requiere la estricta definición de grupo fósil.

También es interesante la comparación de los grupos fósiles encontrados por [Santos et al. \(2007\)](#) con los seis grupos extraídos en el presente trabajo. Sólo uno de los seis grupos (numero II en la tabla 5.5) se encuentra en su catálogo. Una de las razones es que ellos requirieron que todos los grupos fósiles tuviesen emisión X extendida en el catálogo ROSAT. De los seis grupos presentados en este trabajo, uno tiene emisión X extendida (grupo II) y uno tiene emisión X puntual (detectada por XMM, grupo número IV), mientras que los otros cuatro no presentan emisión ROSAT y no han sido observados por otros satélites. Dado que la sensibilidad de ROSAT es baja, estos grupos esperan por observaciones X más profundas para confirmar su naturaleza fósil. Otra importante discrepancia entre los dos trabajos es la forma para definir un sistema fósil. Las diferencias en los radios usados para considerar las galaxias a las que se somete al criterio de magnitudes pueden hacer que en los dos trabajos se seleccionen sistemas completamente diferentes.

⁴<http://cas.sdss.org/dr6/en/tools/chart/chart.asp>

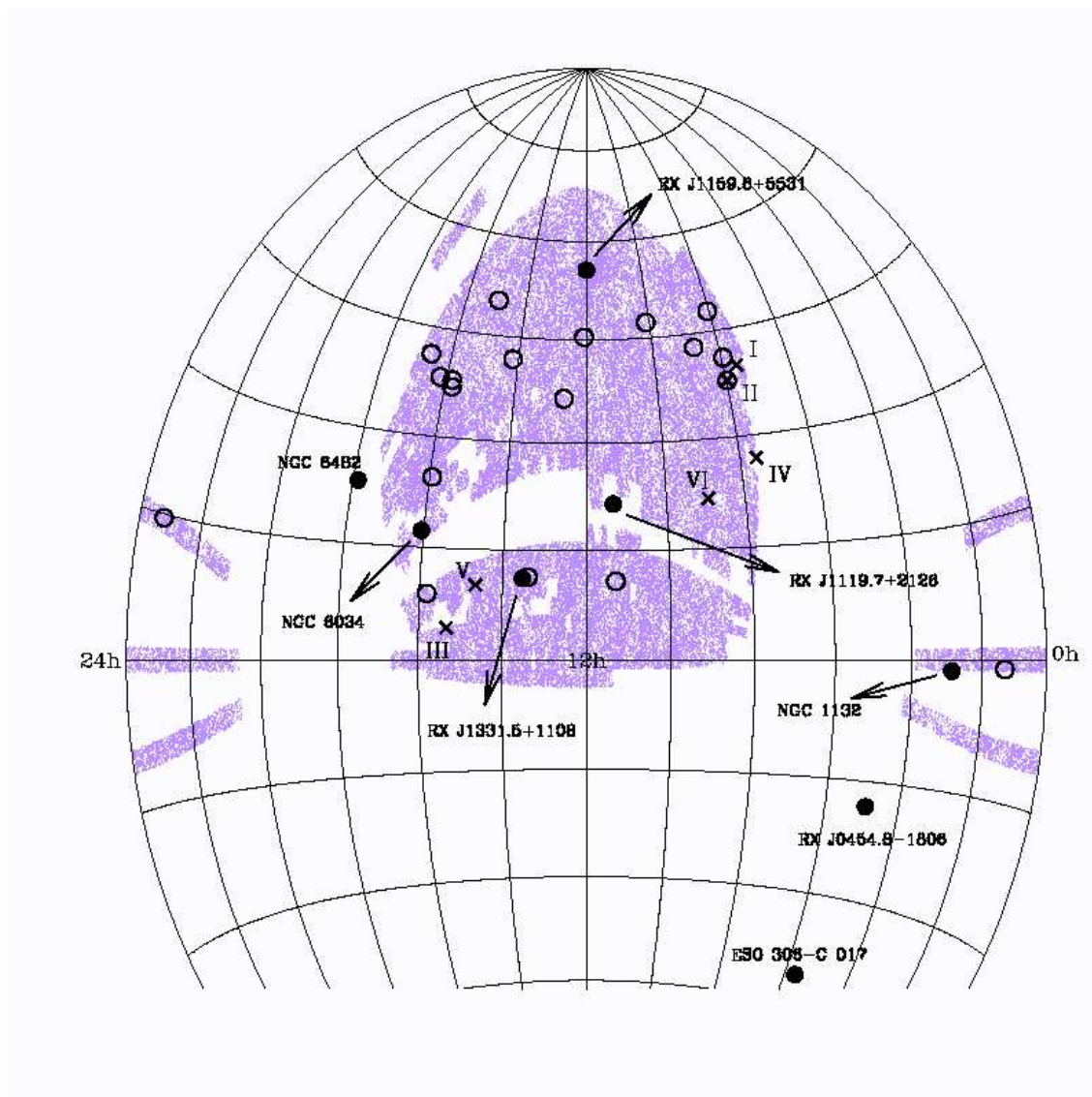


Figura 5.3: Los *puntos violetas* son las galaxias de la muestra principal de SDSS DR6. Las *cruces* son los seis grupos fósiles presentados en este capítulo. Los *círculos llenos* son los grupos fósiles que se encuentran en la tabla de [Mendes de Oliveira et al. \(2006\)](#) con $z < 0,1$ y los *círculos vacíos* son los grupos fósiles identificados por [Santos et al. \(2007\)](#) con $z < 0,1$

Utilizando la base de datos NASA/IPAC Extragalactic Database ⁵, se analizó también si los grupos fósiles SDSS presentados en este trabajo han sido identificados previamente como grupos o cúmulos de galaxias. Los fósiles I, IV, V y VI no tienen previas identificaciones como sistemas de galaxias. El fósil II se corresponde con el cúmulo X NGC 2484 (Popesso et al., 2004) y el fósil III ha sido previamente identificado como el cúmulo CAN 245 (Wegner et al., 1999)

También se testeó la posibilidad de que los grupos fósiles de este trabajo fueran identificaciones espúreas debido a las incompletitudes propias de la muestra de galaxias SDSS (colisión de fibras y pérdida de galaxias brillantes). Utilizando la herramienta Finding Chart Tool de SDSS DR6, se analizó un campo de $0.5 r_{vir}$ alrededor del centro de cada grupo fósil y se encontró que en el fósil VI la galaxia más brillante tiene un vecino MUY próximo que es un candidato espectroscópico no observado por SDSS debido al problema de colisión de fibras. La diferencia en magnitud aparente entre estas dos galaxias es menor que dos magnitudes ($\Delta m_{12} \sim 1,33$). Aunque el redshift de la segunda galaxia no se conoce, se puede notar que es muy probable que este grupo no sea fósil. Un caso similar sucede con el fósil III, ya que en el área correspondiente a medio radio virial hay una galaxia cuya magnitud aparente difiere en menos que 2 de la magnitud aparente de la galaxia más brillante, pero esta galaxia tampoco pertenece a la muestra espectroscópica debido, probablemente, a la presencia de otro vecino muy próximo. Sin embargo, en este caso, la inspección visual no es suficiente para confirmar si esa galaxia pertenece al mismo grupo.

En resumen, tal vez la muestra espectroscópica de SDSS DR6 no es la mejor opción para estudiar grupos fósiles debido a las incompletitudes inherentes a la muestra que pueden hacer que se pierdan grupos fósiles e inclusive que se hagan identificaciones falsas. Aún así, este estudio de fósiles en el catálogo SDSS puede ser de mucha utilidad para guiar futuras observaciones X o análisis ópticos más detallados, pero que obviamente están más allá de las intenciones del presente trabajo.

⁵<http://nedwww.ipac.caltech.edu>

Capítulo 6

El entorno de los Grupos Fósiles

6.1 Introducción

En el capítulo anterior se confirmó la naturaleza “fósil” de esta clase peculiar de sistemas reafirmando que los sistemas fósiles ensamblan la mitad de su masa antes que los sistemas no-fósiles. Ahora, una pregunta interesante es si los grupos fósiles son sistemas aislados que pueblan las regiones de baja densidad o si ellos tienden a estar posicionados en zonas de mayor densidad.

Un test que serviría para estudiar el entorno de los grupos fósiles sería cros-correlacionar los centros de los grupos fósiles observados con las galaxias de algún relevamiento grande de galaxias, tal como SDSS. Sin embargo, el número limitado de grupos fósiles observados hace que las estimas de tales correlaciones sean extremadamente difíciles. Algunas indicaciones observacionales parecerían sugerir que los grupos fósiles serían efectivamente sistemas aislados (Jones et al., 2003; Adami et al., 2007). Lamentablemente, algunos de estos resultados (ej.: Adami et al.) fueron obtenidos analizando el entorno de un único grupo fósil. Por otro lado, von Benda-Beckmann et al. (2008) utilizando simulaciones numéricas encontraron que tanto grupos fósiles como no fósiles pueblan, preferencialmente, zonas de densidades intermedias, por lo que estos autores sugieren que en las identificaciones de fósiles observados podría haber un vicio a seleccionarlos en zonas de baja densidad.

A modo ilustrativo, en las figuras 6.1 y 6.2 se muestran los contornos de isodensidad de las galaxias en la simulación alrededor de los centros de algunos grupos fósiles identificados en la sección 5.2.3 del capítulo anterior (fig. 6.1) y de algunos de los grupos

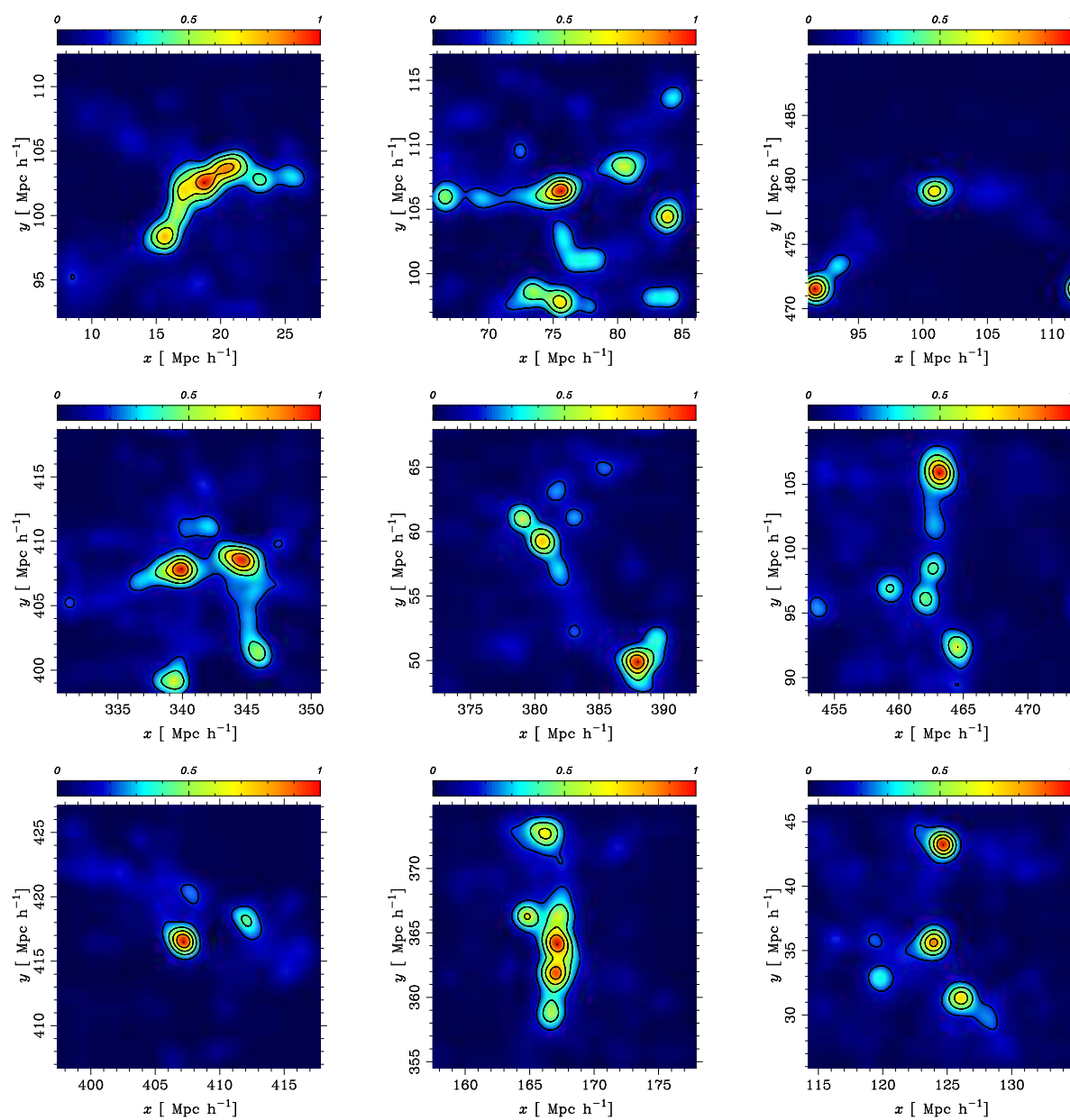


Figura 6.1: Contornos de isodensidad de galaxias alrededor de los centros de grupos fósiles en la simulación.

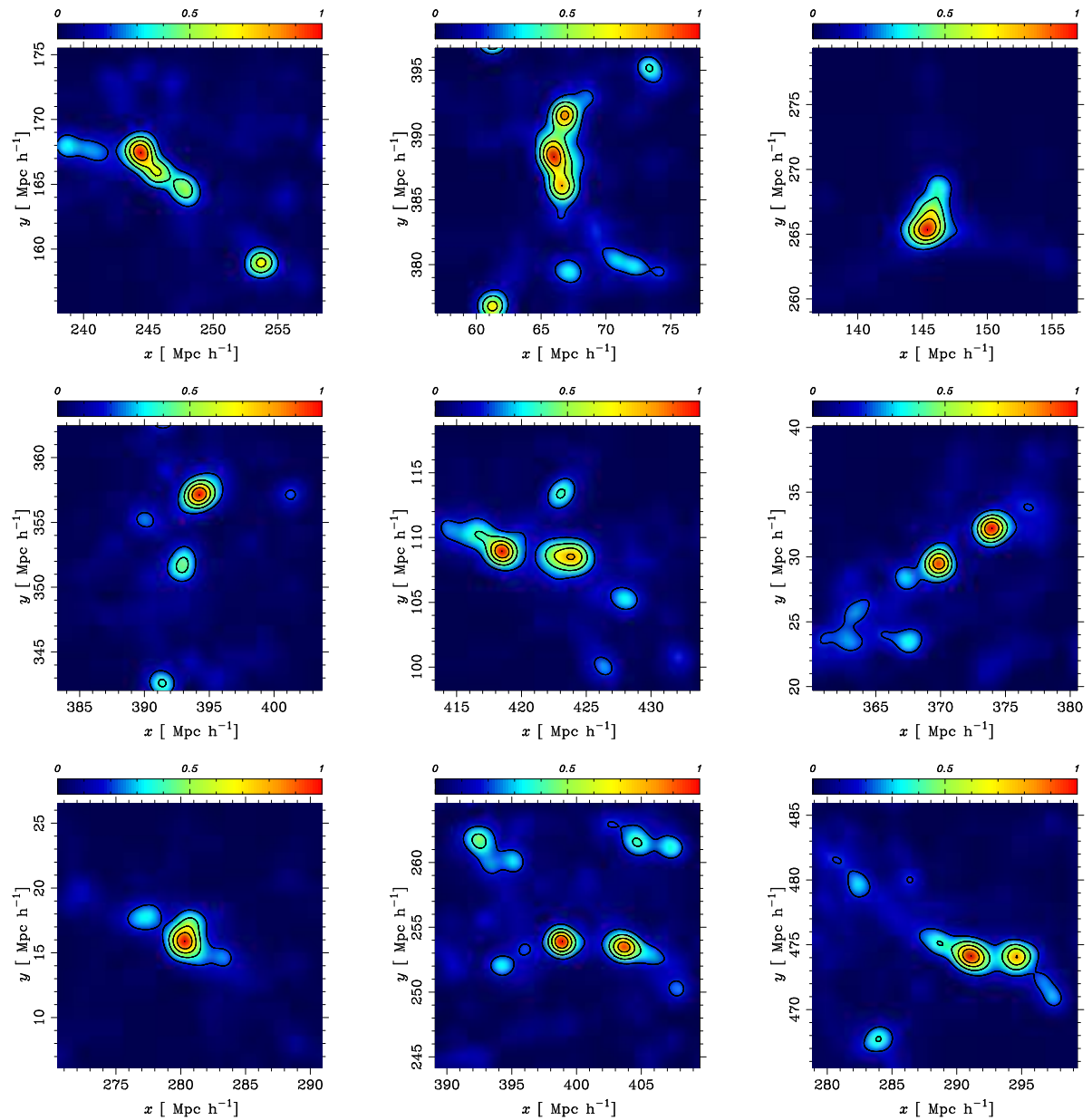


Figura 6.2: Contornos de isodensidad de galaxias alrededor de los centros de grupos con $\Delta M_{12} < 2$ en la simulación.

que no satisficieron el criterio de magnitud requerido (fig. 6.2). Para cuantificar las diferencias entre estas figuras, en este capítulo se comparará el entorno de los grupos fósiles con el de los restantes grupos en el mismo rango de masa mediante el uso de diferentes herramientas estadísticas. Se utilizarán muestras identificadas en la simulación: para los grupos fósiles aquella muestra definida en la sección 5.2.3, les llamaremos $G\Delta M_{12} < 2$ a los grupos en el mismo rango de masa que no satisficieron el criterio de magnitud y cumplen que $0,5 < \Delta M_{12} < 2$, y por último se utilizará también el caso extremo de grupos no-fósiles definidos en la sección 5.2.4 ($\Delta M_{12} < 0,5$). También se analizará la evolución gravitatoria sufrida en dichos entornos.

6.2 Funciones de Correlación Cruzadas

La primera estadística utilizada para estudiar el entorno de los grupos es la función de correlación cruzada ($\xi_{gru-gal}$), la cual está dada por (Davis & Peebles, 1983):

$$\xi_{gru-gal} \left(\frac{r}{r_{vir}} \right) = \frac{N_{gru-gal}(r/r_{vir})}{N_{gru-ran}(r/r_{vir})} \frac{n_{ran}}{n_{gal} - 1} - 1$$

donde $N_{gru-gal}$ es el número de pares grupo-galaxia en el bin r/r_{vir} , es decir, se miden las distancias de las n_{gal} galaxias a los centros de los grupos, normalizadas al radio virial de cada grupo, y luego se cuenta el número de galaxias que caen en los diferentes bins de r/r_{vir} , y $N_{gru-ran}$ es el número de pares grupo-random, para lo cual se construye un catálogo aleatorio (random) con n_{ran} galaxias. En la práctica, dado que estamos trabajando con una simulación numérica, no es necesario construir el catálogo random ya que la cantidad $\frac{n_{ran}}{N_{gru-ran}}$ puede calcularse analíticamente como el cociente entre el volumen de la simulación sobre el volumen de la cáscara cuyo radio es r/r_{vir} .

La función de correlación es dependiente de la masa de los sistemas estudiados, es por esto que se seleccionaron $G\Delta M_{12} < 2$ con la misma distribución de masa de los grupos fósiles. Dado el gran número de sistemas, fue posible construir 15 submuestras $G\Delta M_{12} < 2$ donde cada una de ellas cumple que tienen el mismo número de sistemas que la muestra de grupos fósiles y la misma distribución de masa virial de los grupos. Para todas las estadísticas se analiza el promedio entre estas 15 muestras.

Para los grupos fósiles y para los grupos $G\Delta M_{12} < 2$, el panel superior izquierdo de la figura 6.3 muestra la función de correlación cruzada medida tomando las galaxias

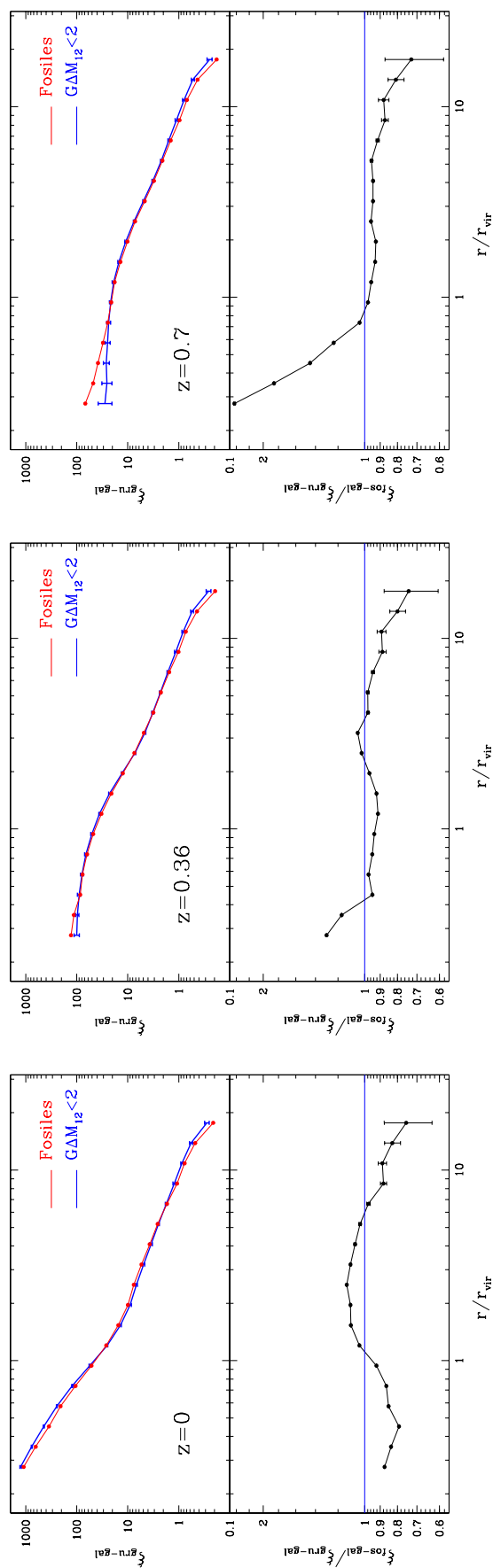


Figura 6.3: Funciones de correlación cruzada grupo-galaxia utilizando galaxias en diferentes épocas. Los paneles superiores muestran las funciones de correlación como función de la distancia normalizada al centro de los grupos, mientras que los paneles inferiores muestran los cocientes de las funciones de correlación. Las barras de error son la dispersión cuadrática media de las 15 muestras utilizadas como grupos $\text{GAM}_{12} < 2$.

de la salida a $z=0$ de la simulación, es decir en el tiempo en el que fueron identificados los sistemas analizados. Hasta la distancia de $\sim 1 r_{\text{vir}}$ se puede observar el perfil de densidad de las galaxias dentro del grupo. Más allá de esa distancia es lo que llamaremos “entorno”. En el panel inferior de la salida a $z=0$ se muestra el cociente entre la función de correlación cruzada fósil-galaxia y la función $G\Delta M_{12} < 2$ -galaxia. Puede verse que dentro de los límites de los grupos el perfil de densidad de los fósiles es más achatado que el de los $G\Delta M_{12} < 2$, este efecto debe estar reflejando el hecho de que las galaxias centrales de los fósiles ya se han fusionado para dar lugar a una única galaxia. Más allá de los límites del grupo puede verse una mayor correlación en los fósiles que en los $G\Delta M_{12} < 2$. Si se piensa que la función de correlación cruzada es una medida del número de galaxias que se pueden encontrar a una distancia r/r_{vir} (es decir de la densidad numérica global a esa distancia), entonces este gráfico indica que el entorno de los grupos fósiles está más poblado que el entorno de los grupos $G\Delta M_{12} < 2$ hasta una distancia de $\sim 6r_{\text{vir}}$ donde se invierte la situación.

A la luz de este resultado, surge una nueva pregunta: ¿siempre fue así? los grupos fósiles, ¿se formaron en zonas de altas densidad o su pozo de potencial atrajo a otros objetos a su alrededor? Para resolver estos cuestionamientos, se compararon los entornos de las posiciones de los grupos fósiles y de los $G\Delta M_{12} < 2$ determinadas a $z=0$ ¹ tomando las posiciones de las galaxias en épocas más tempranas alrededor de esos puntos. Los paneles central y derecho de la figura 6.3 muestran los resultados para dos épocas distintas. Comparando los tres gráficos puede verse la evolución del entorno de los grupos de hoy. En épocas tempranas ($z=0.7$), en las zonas cercanas al centro de los fósiles puede verse un exceso de galaxias, lo que indica que el proceso de formación del grupo ya está más avanzado que el de los $G\Delta M_{12} < 2$, mientras que en las zonas más alejadas hay un defecto de galaxias. Las galaxias faltantes tienen que haber caído al incipiente pozo de potencial del grupo fósil. En redshift intermedio, el desarrollo de los grupos $G\Delta M_{12} < 2$ ha comenzado. En las zonas externas (más allá de $2 r_{\text{vir}}$) hay un pequeño exceso de galaxias alrededor de los grupos fósiles, o dicho de otra manera, los grupos $G\Delta M_{12} < 2$ han absorbido galaxias de sus alrededores para dar lugar a su formación. Finalmente a $z=0$, los sistemas ya están más relajados y aún puede verse un defecto de galaxias alrededor de los grupos $G\Delta M_{12} < 2$. Una posible respuesta puede obtenerse analizando las definiciones de las muestras utilizadas: todos los grupos tienen masa virial mayor que $5 \times 10^{13} h^{-1} M_{\odot}$. Al forzar que los grupos $G\Delta M_{12} < 2$ tengan la misma distribución de

¹Se comprobó que los centros de los grupos de galaxias en el rango de masas estudiado ($> 5 \times 10^{13} M_{\odot}$) en las simulaciones numéricas no sufren grandes desplazamientos en sus posiciones entre redshift $z=0$ y $z=1$.

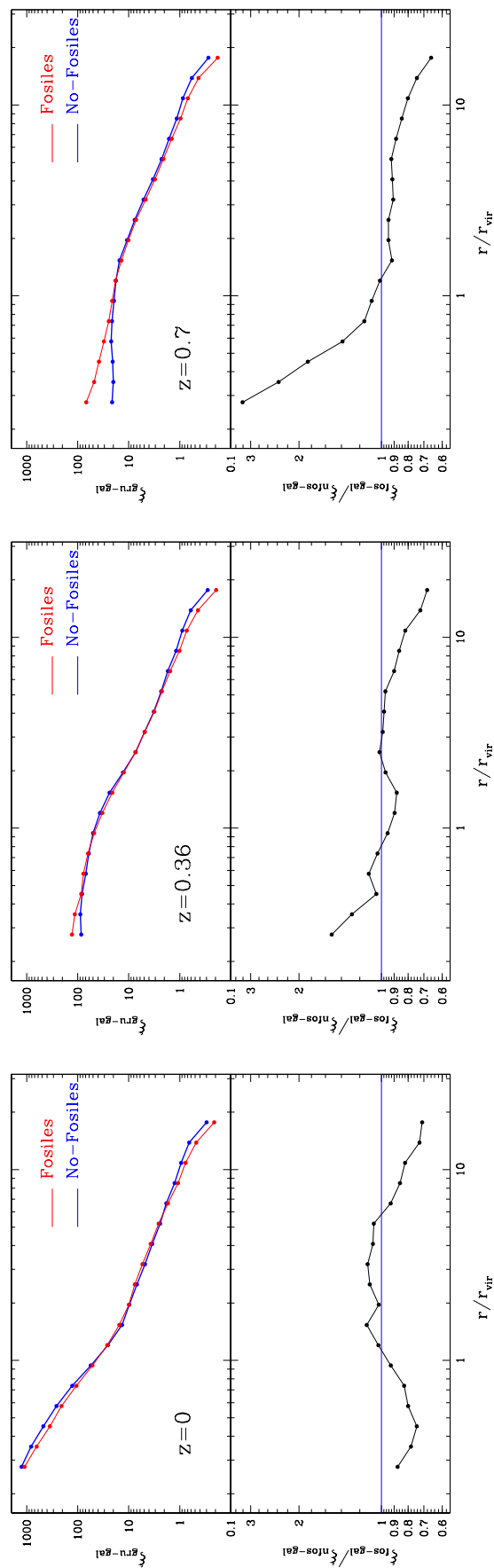


Figura 6.4: Funciones de correlación cruzada grupo-galaxia utilizando galaxias en diferentes épocas. Los paneles superiores muestran las funciones de correlación como función de la distancia normalizada al centro de los grupos, mientras que los paneles inferiores muestran los cocientes de las funciones de correlación.

masas viriales que los grupos fósiles se tiende a seleccionar grupos cuyas galaxias centrales tienen masas estelares menores que las de aquellas en grupos fósiles. Esto podría provocar que los grupos $G\Delta M_{12} < 2$ hayan tenido que sustraer un mayor número de galaxias de sus entornos para poder alcanzar la masa virial requerida, resultando así en un exceso de galaxias en las regiones interiores a los grupos y un defecto de las mismas en su entorno.

Este mismo análisis fue realizado utilizando la muestra de grupos no-fósiles ($\Delta M_{12} < 0,5$) con idéntica distribución de masas viriales que la de los grupos fósiles. Al ser estos sistemas casi tan peculiares como los grupos fósiles (representan menos del 30% del total de grupos en el mismo rango de masas), podría esperarse que tuvieran algún comportamiento peculiar. Se realizaron las mediciones de las funciones de correlación cruzada alrededor de los centros de estos grupos no-fósiles y se obtuvieron los mismos resultados que los encontrados con la muestra $G\Delta M_{12} < 2$ (ver figura 6.4). Los grupos no-fósiles tal como se definieron aquí representan una cola de la distribución de ΔM_{12} . Uno podría estar tentado a pensar que si se logró encontrar un comportamiento diferente para los grupos fósiles, que son también una cola de la distribución ΔM_{12} , entonces en los grupos no-fósiles podría encontrarse un comportamiento distinto que en los $G\Delta M_{12} < 2$. Esto no sucede, por lo que se obtuvo así, indirectamente, un indicio de que los grupos fósiles tienen que ser efectivamente sistemas diferentes del resto de los grupos y no ser simplemente una cola de la distribución de grupos como algunos autores están inclinados a pensar (La Barbera et al., 2008).

6.3 Densidad local de galaxias

Las funciones de correlación cruzadas dan una idea de la densidad numérica global de galaxias en cáscaras alrededor de los centros de los grupos. Otra técnica para estudiar el entorno de los grupos es analizar el campo de densidad local alrededor de las galaxias. A cada galaxia se le midió la densidad numérica local tridimensional considerando esferas que contienen a sus 10 vecinas más cercanas, es decir:

$$\eta_{10} = \frac{10}{\frac{4}{3}\pi R_{10}^3}$$

donde R_{10} es la distancia 3D desde la galaxia hasta su décima vecina más cercana.

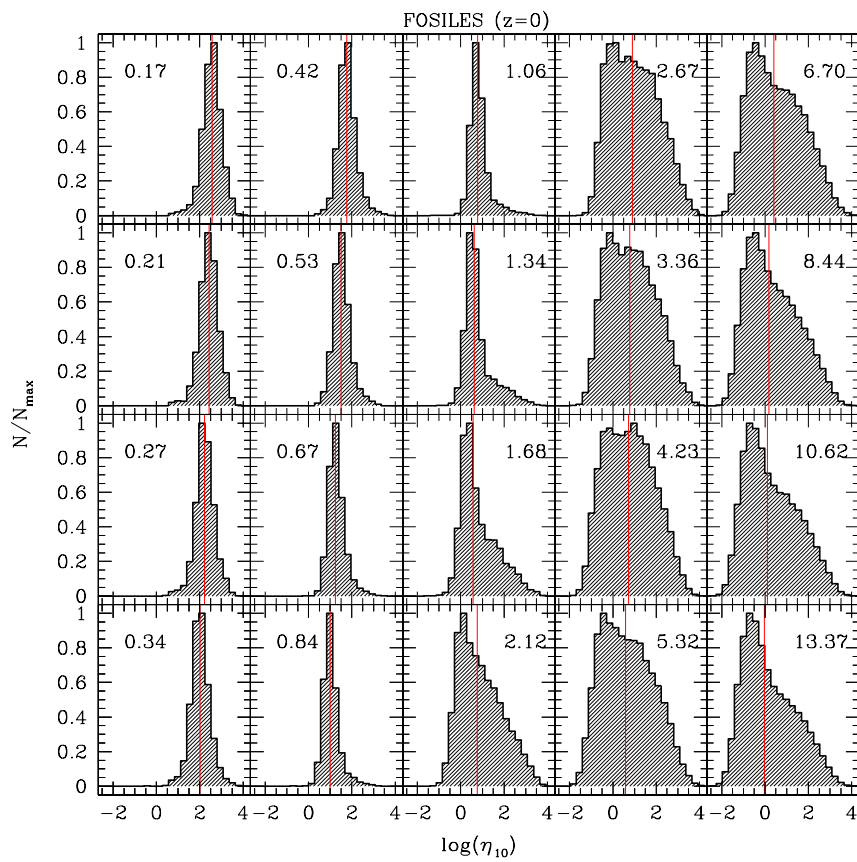


Figura 6.5: Distribuciones de densidad local para galaxias distribuidas en bins de r/r_{vir} alrededor de grupos fósiles. Los centros de los bins r/r_{vir} se encuentran insertos en los paneles. Las *líneas rojas verticales* muestran las medianas de cada distribución.

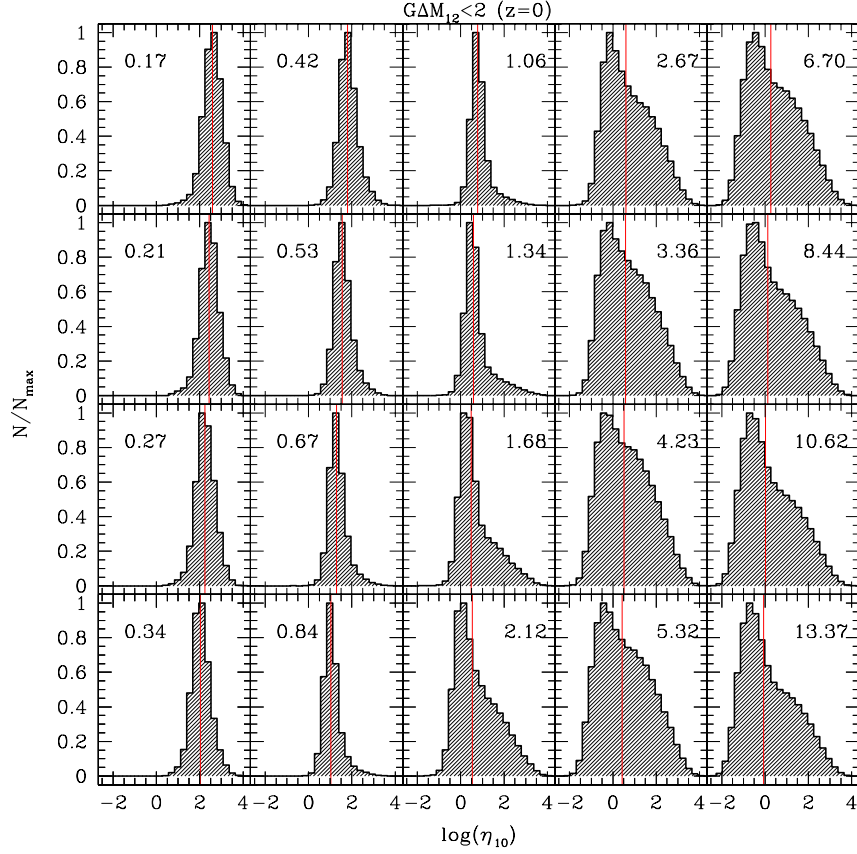


Figura 6.6: Distribuciones de densidad local para galaxias distribuidas en bins de r/r_{vir} alrededor de grupos $G\Delta M_{12} < 2$. Los centros de los bins r/r_{vir} se encuentran insertos en los paneles. Las *líneas rojas verticales* muestran las medianas de cada distribución.

En las figuras 6.5 y 6.6 se muestran las distribuciones de η_{10} para las galaxias separadas de acuerdo a su distancia al centro de los grupos fósiles (fig.6.5) y de los grupos $G\Delta M_{12} < 2$ (fig.6.6). En cada panel están indicadas las distancias a los centros. Las *líneas rojas verticales* muestran las medianas de las distribuciones para cada bin de r/r_{vir} . Como es de esperar, puede verse que las densidades locales de las galaxias disminuyen a medida que se observan galaxias más alejadas de los centros de los grupos. Una mejor comparación de lo que pasa en cada clase de grupo puede verse en el panel izquierdo de la figura 6.7, donde en su panel superior están graficadas las medianas de las distribuciones de densidad local dentro de cada cáscara de distancia al centro de los grupos normalizada al radio virial. En el panel inferior se encuentran los cocientes entre las medianas de densidad local alrededor de grupos fósiles y alrededor de grupos $G\Delta M_{12} < 2$. Puede

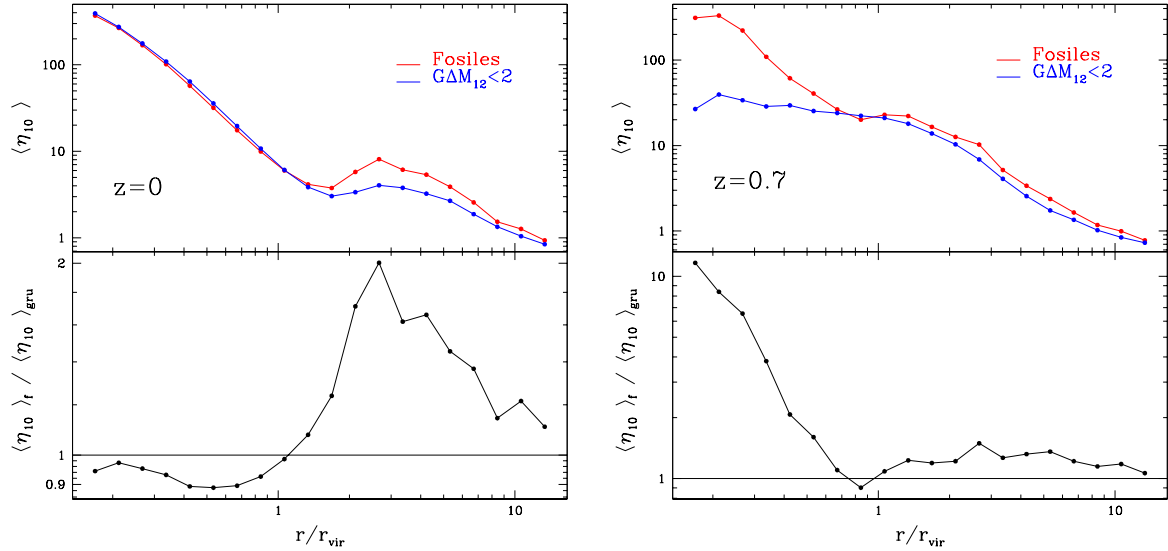


Figura 6.7: Paneles superiores: medianas de las distribuciones de densidad local η_{10} como función de la distancia normalizada r/r_{vir} . Paneles inferiores: cociente entre las medianas de la densidad local alrededor de fósiles sobre las medianas alrededor de $G\Delta M_{12} < 2$.

verse que dentro de $1r_{\text{vir}}$, las galaxias en grupos fósiles tienen densidades locales menores que sus contrapartes en grupos $G\Delta M_{12} < 2$, evidenciando que la galaxia central ha perdido (o canibalizado) a sus compañeras cercanas y que existen menos subestructuras en grupos fósiles que en los otros, resultado que está en acuerdo con los trabajos de [D'Onghia & Lake \(2004\)](#), [Zentner et al. \(2005\)](#) y [D'Onghia et al. \(2007\)](#), quienes aseguran que el número de subestructuras correlaciona con el tiempo de formación. Por otro lado, a medida que miramos hacia afuera de los grupos, las galaxias en los entornos de grupos fósiles viven en zonas de densidad local más alta que en los entornos de grupos $G\Delta M_{12} < 2$, alrededor de $r = 2,5 r_{\text{vir}}$ se puede ver un pico de densidad local que llega a ser el doble de lo que se observa alrededor de los grupos $G\Delta M_{12} < 2$. Con este resultado se puede afirmar que los grupos fósiles, además de estar ubicados en el universo actual en zonas de densidad más alta que los $G\Delta M_{12} < 2$, también están rodeados por subestructuras más densas.

También se calculó la densidad local de las galaxias en una época más temprana ($z=0.7$). Nuevamente, se distribuyeron las galaxias a $z=0.7$ alrededor de las posiciones a $z=0$ de los centros de los grupos. En el panel derecho de la figura 6.7 pueden verse las medianas de las densidades locales de las galaxias como función de la distancia

normalizada a los centros de los grupos. En esta figura es mucho más evidente que la formación de los grupos fósiles ya ha comenzado en esta temprana época ya que, en las regiones próximas a donde se ubicará el centro del grupo fósil, las densidades locales son hasta 10 veces superiores a las densidades locales de las galaxias cercanas a los centros de los grupos $G\Delta M_{12} < 2$. En las regiones exteriores, las densidades locales son también mayores en los entornos de grupos fósiles que en aquellos de los otros grupos. Todos estos análisis fueron también realizados tomando como centros los grupos no fósiles ($\Delta M_{12} < 5$) y, nuevamente, ninguna diferencia se encontró con respecto de la muestra $G\Delta M_{12} < 2$.

Ahora bien, en la sección anterior se concluyó que, *en épocas tempranas*, la densidad numérica global alrededor de los grupos fósiles es menor que alrededor de los grupos $G\Delta M_{12} < 2$, por lo que podrían parecer sistemas más aislados, y con los resultados obtenidos en esta sección es posible afirmar que las galaxias en los entornos de grupos fósiles están en zonas de densidad local más alta. Esto estaría indicando que, si bien hay menos galaxias en los entornos de los grupos fósiles, esas galaxias deben encontrarse formando pequeñas subestructuras lo que hace que sus densidades locales sean superiores. Dentro del escenario de formación jerárquica de estructuras, esta situación podría conducir a una formación temprana de los sistemas fósiles.

Capítulo 7

Relaciones de escala: Compactos - Fósiles - Grupos

7.1 Introducción

A medida que los relevamientos de galaxias fueron creciendo, diferentes catálogos de grupos de galaxias han sido explorados en profundidad. Hoy se conocen numerosas relaciones observacionales entre algunos parámetros de los grupos. Entre ellas se pueden citar la existencia de un plano fundamental de propiedades globales de los grupos de galaxias (Díaz & Muriel, 2005), una estrecha relación (con baja dispersión) entre la luminosidad óptica de los sistemas y su masa virial (Popesso et al., 2005), lo que hace de la luminosidad óptica un excelente estimador de la masa virial, al igual que las relaciones de la luminosidad óptica con la dispersión de velocidades y con la temperatura X, la dependencia del cociente masa virial-luminosidad óptica con la masa virial de los grupos (Eke et al., 2004; Popesso et al., 2005; Díaz & Muriel, 2005), la relación entre dispersión de velocidades y la magnitud de la galaxia dominante, siendo más estrecha en grupos fósiles (Khosroshahi et al., 2006), entre otras.

En los capítulos anteriores de este trabajo de tesis se estudiaron por separado los grupos compactos y los grupos fósiles identificados en simulaciones, haciendo especial énfasis en aquellas características que los convierten en sistemas peculiares de galaxias. Pero, más allá de las propiedades que presentan peculiaridades en estos sistemas o la baja frecuencia de ocurrencia, es interesante también conocer qué similitudes tienen entre ellos y con el resto de grupos que pueden ser identificados en el universo. Es por

esto que, en este capítulo, se estudiarán las diferentes relaciones de escala, inspiradas en las relaciones observacionales existentes, para ubicar en los distintos espacios bi-paramétricos a los sistemas que se estudiaron hasta aquí.

7.2 Las muestras y sus propiedades

Para tener un completo relevamiento de todos los grupos de galaxias FoF que pueden identificarse en el cubo de la simulación se adoptaron distintas muestras, que se incorporaron a las muestras que ya se describieron previamente en esta tesis. Todos los grupos FoF utilizados fueron identificados con sobredensidad de 200 veces la densidad media del universo (ver al final de la sección 2.3.1) en el cubo de la simulación conteniendo las galaxias extraídas del semianalítico DLB (De Lucia & Blaizot, 2007).

Grupos “Fósiles”

Se utilizaron los grupos fósiles descritos en la sección 5.2.3. Estos grupos tienen, por definición, más de 10 miembros, masas viriales mayores que $5 \times 10^{13} h^{-1} \mathcal{M}_{\odot}$, y presentan una diferencia en magnitud absoluta entre las dos galaxias más brillantes (ΔM_{12}) mayor que 2.

Grupos “No-Fósiles”

Se tomaron como grupos no-fósiles *todos* aquellos grupos definidos en la sección 5.2.4 (sin intentar reproducir la distribución de masa virial de los fósiles), teniendo más de 10 miembros, $\mathcal{M}_{\text{vir}} > 5 \times 10^{13} h^{-1} \mathcal{M}_{\odot}$ y $\Delta M_{12} < 0,5$.

Grupos “ $G\Delta M_{12} < 2$ ”

Estos grupos son intermedios a los dos definidos anteriormente y fueron utilizados en la sección 6.2. Tienen más de 10 miembros, $\mathcal{M}_{\text{vir}} > 5 \times 10^{13} h^{-1} \mathcal{M}_{\odot}$ y $0,5 < \Delta M_{12} < 2$.

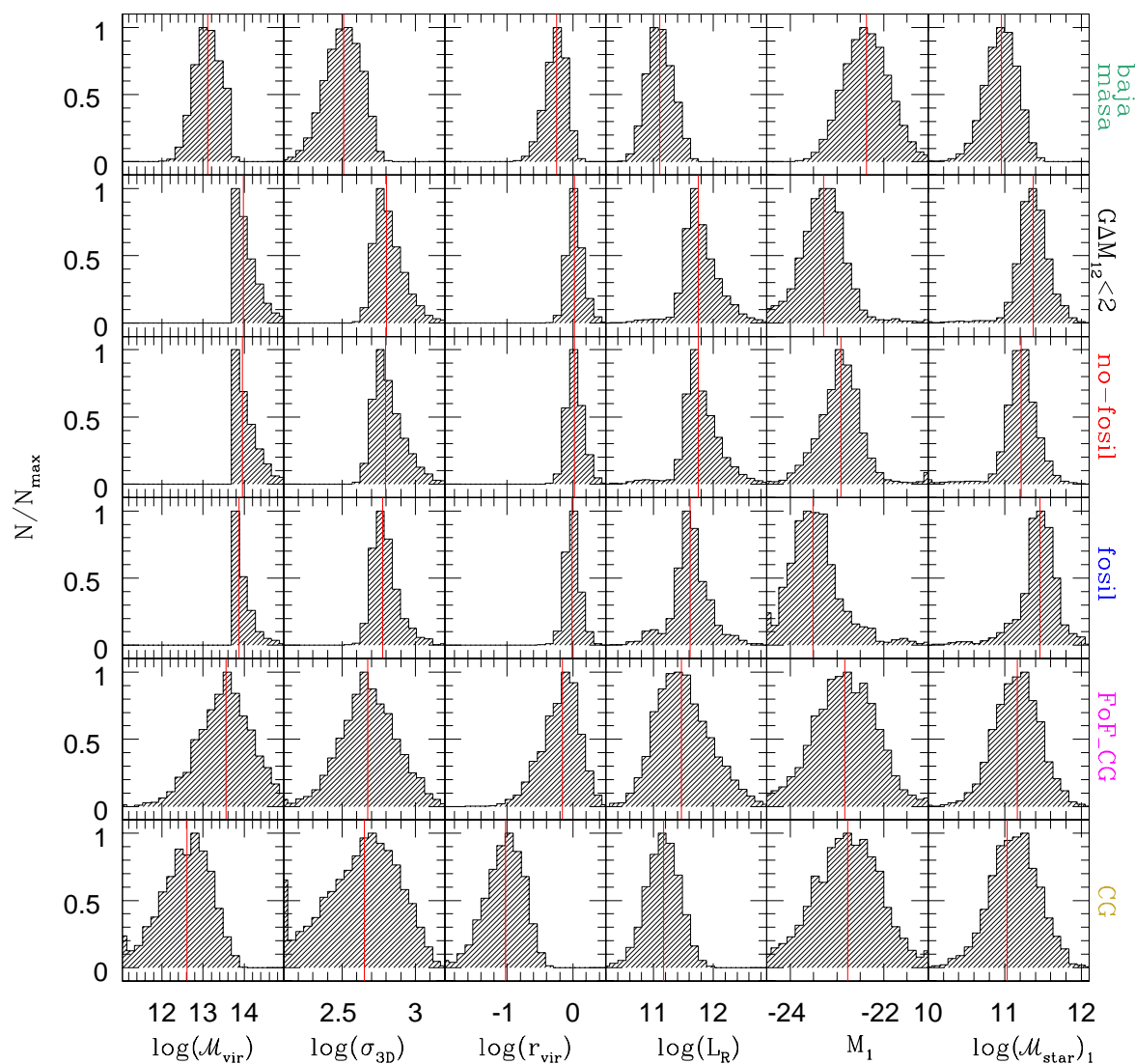


Figura 7.1: Distribuciones de las propiedades de los grupos en las distintas muestras. De izquierda a derecha: masa virial, dispersión de velocidad tridimensional, radio virial, luminosidad total en la banda R, magnitud de la galaxia más brillante y masa estelar de la galaxia más brillante.

Grupos con baja masa virial: “baja masa”

Se tomaron todos los grupos con más de 10 miembros cuyas masas viriales fueran $\mathcal{M}_{\text{vir}} \leq 5 \times 10^{13} h^{-1} \mathcal{M}_{\odot}$, es decir, esta muestra es el complemento de las tres anteriores para completar todos los grupos FoF identificados en el volumen de la simulación teniendo más de 10 miembros.

Grupos Compactos Reales: “CG”

Los grupos compactos que se utilizarán en esta sección son aquellos clasificados como reales (configuración físicamente densa) en el semianalítico DLB en la sección 3.3. Vale aclarar que estos grupos tienen entre 4 y 10 miembros dentro de un rango de 3 magnitudes de la galaxia más brillante, y fueron identificados en catálogos sintéticos, es decir con un límite de magnitud aparente, por lo que la comparación directa de estos grupos con las muestras descritas anteriormente debe ser hecha con cuidado.

Grupos FoF que alojan compactos reales: “FoF_CG”

Con el espíritu de ver si los grupos compactos reales están alojados en grupos FoF con características particulares se seleccionaron para esta muestra los grupos FoF que alojan al menos 3 galaxias de un grupo compacto real. Estos grupos no tienen restricciones en la masa virial, es decir que pueden estar contenidos en cualquiera de las muestras definidas anteriormente, y además pueden tener desde 4 miembros. Además, un mismo grupo FoF puede contener más de un grupo CG real y podrían no estar ninguno de ellos en su centro. Es tentador pero en principio incorrecto esperar que los grupos CG reales y esta muestra de grupos FoF presenten similitudes en sus propiedades, ya que en primer lugar son sistemas identificados con distinto criterio en distintas muestras (catálogo con corte en magnitud aparente o sin), y en segundo lugar no es obvia la representatividad de las pocas galaxias miembros del grupo compacto ($N < 10$) respecto del grupo FoF completo.

Las distribuciones de todas las propiedades estudiadas en este capítulo están mostradas en la figura 7.1. Las *líneas rojas verticales* muestran las medianas de cada distribución. Los ejes y de esta figura fueron normalizados a sus máximos valores para lograr una mejor comparación entre las muestras. Las masas viriales fueron calculadas utilizando la ecuación 5.1, las dispersiones de velocidad fueron calculadas utilizando las velocidades peculiares de cada galaxia miembro del grupo, excepto en el caso de los CG reales donde se utilizó el estimador gapper descrito por [Beers et al. \(1990\)](#) para el cálculo de la dispersión de velocidad radial, que luego fue convertida a dispersión de velocidad tridimensional haciendo $\sigma_{3D} = \sqrt{3}\sigma_v$. Los radios viriales fueron calculados con la fórmula expresada por [Binney & Tremaine \(1987\)](#). Las luminosidades de los grupos fueron calculadas como la suma de las luminosidades de las galaxias miembro, donde se

utilizó la magnitud solar en la banda R igual a 4,46. Las diferencias en magnitud entre las dos galaxias más brillantes fueron medidas dentro de $0,5r_{\text{vir}}$, salvo en los CG reales.

Puede verse que la muestra que presenta la menor mediana de masa virial es la muestra CG, mientras que el valor más alto se presenta en la muestra $G\Delta M_{12} < 2$. La más baja mediana de dispersión de velocidad se encuentra en la muestra “baja masa” mientras la más alta es para la muestra $G\Delta M_{12} < 2$. La muestra de CG reales presenta el menor valor para la mediana de r_{vir} , esto se debe a que el valor calculado del radio virial es dependiente del espacio muestreado. Dado que, por definición, los CG reales ocupan una región del espacio muy acotada es esperable que el cálculo del radio virial arroje valores muy pequeños. Entre las otras muestras, el menor valor para la mediana de r_{vir} se encuentra en la muestra FoF_CG y el mayor valor en las muestras $G\Delta M_{12} < 2$ y no-fósiles. La mediana más alta de luminosidad la tienen las muestras $G\Delta M_{12} < 2$ y no-fósiles y la más baja, los grupos “baja masa”. El valor más alto (brillante) para la magnitud de la galaxia más brillante se encuentra en los grupos fósiles, mientras que los grupos “baja masa” son los que tienen la más baja. Esto último se repite, como era esperable, cuando se analiza la masa estelar de la galaxia más brillante.

7.3 Correlaciones Biparamétricas

A continuación se muestran los gráficos de los distintos pares de propiedades que fueron correlacionados. En los paneles superiores de cada figura se muestra la distribución de puntos en los respectivos espacios bidimensionales. En los paneles inferiores se muestran los puntos obtenidos al binar el eje x dentro del 10 % y el 90 % percentiles de cada variable. Para cada bin de x se calculó la mediana de los valores y . Los errores asociados a las medianas en y son los rangos semi-intercuartiles. Para todas las correlaciones se describirá sólo cualitativamente los resultados encontrados, profundizando principalmente en las diferencias entre las distintas muestras.

Dispersión de velocidades vs Radio virial

En el panel izquierdo de la figura 7.2 se muestra la correlación entre σ_{3D} y r_{vir} . Puede verse como los CG reales se alejan del resto de los puntos. Como se mencionó anteriormente, el radio virial está reflejando el tamaño físico de estos sistemas que, por definición, es muy pequeño. En todas las otras muestras se encuentra correlación, aun-

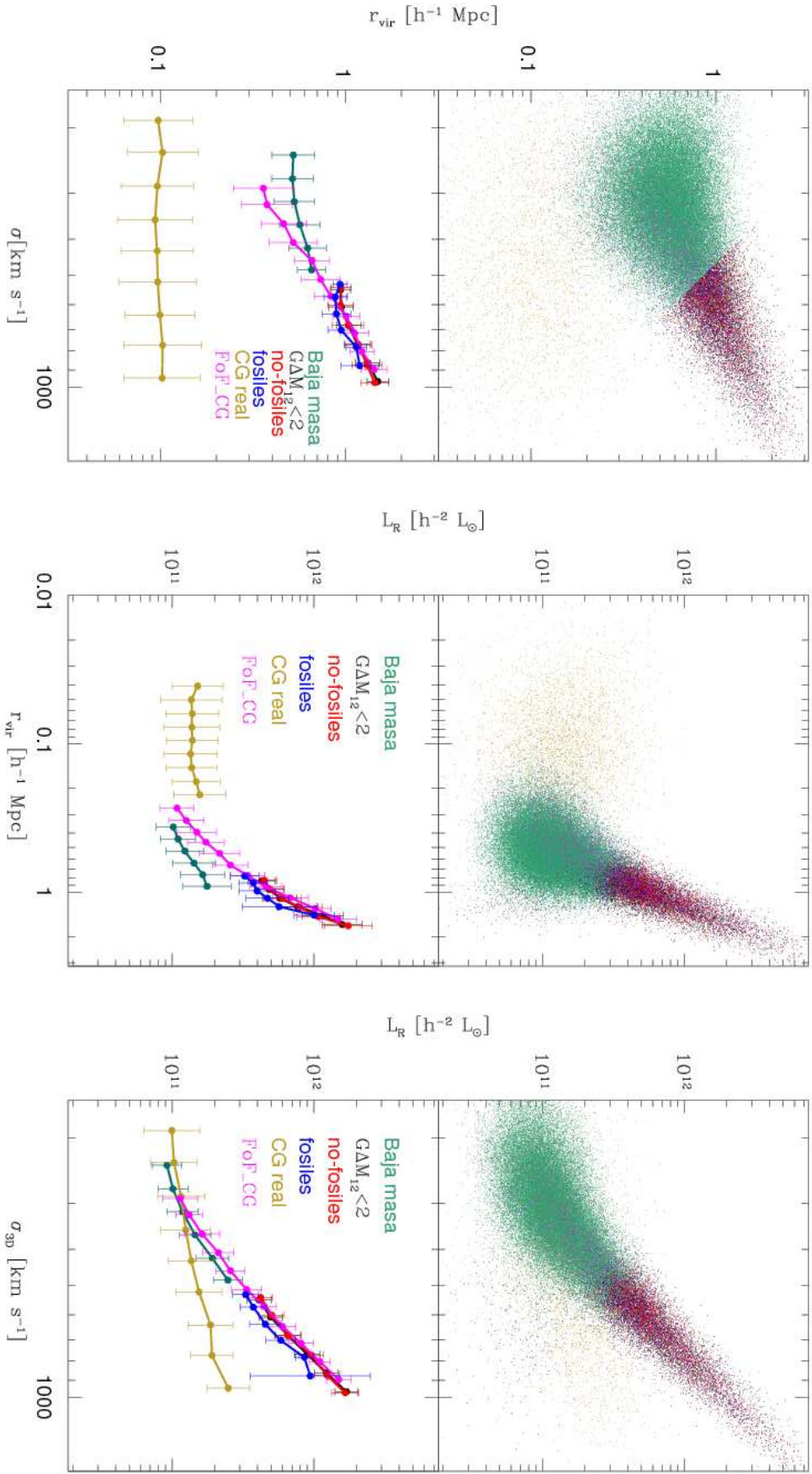


Figura 7.2: Proyecciones del plano fundamental $\sigma_{3D} - L_R - r_{\text{vir}}$. Panel izquierdo: proyección $\sigma_{3D} - r_{\text{vir}}$. Panel central: proyección $r_{\text{vir}} - L_R$. Panel derecho: proyección $\sigma_{3D} - L_R$.

que en la muestra “baja masa” la correlación es débil y con gran dispersión. Puede verse como los grupos FoF_CG ocupan todo el espacio, evidenciando que los grupos CG reales no están ubicados preferentemente en grupos con alguna particularidad en radio virial o en dispersión de velocidades, aunque sí puede verse que para un valor fijo de σ_{3D} bajo, los FoF_CG tienen radios viriales típicamente más chicos que los grupos “baja masa”. En la zona de dispersión de velocidad alta, los grupos fósiles presentan radios viriales levemente inferiores que los otros grupos.

Radio virial vs Luminosidad Total

La correlación entre r_{vir} y L_R se muestra en el panel central de la figura 7.2. Las muestras con alta masa virial (fósiles, no-fósiles y $G\Delta M_{12} < 2$) muestran una fuerte correlación con baja dispersión, encontrándose que los grupos fósiles tienen menor luminosidad que los otros grupos para un dado radio virial. Los grupos FoF_CG que alojan a los CG reales se unen y prolongan esta correlación hacia radios viriales más chicos, mientras que en las muestras CG reales y “baja masa” esta correlación no está presente o es muy débil con alta dispersión.

Dispersión de velocidades vs Luminosidad Total

El panel derecho de la figura 7.2 muestra la correlación entre σ_{3D} y L_R . Salvo los grupos CG reales, todos los grupos muestran una fuerte correlación entre estas dos propiedades. Nuevamente, para una dada dispersión de velocidades, los grupos fósiles presentan luminosidades más bajas que los grupos en las otras muestras. Puede verse que los grupos FoF_CG ocupan todo el rango de luminosidades, por lo que tampoco existe una preferencia de los CG reales a ubicarse en FoFs con luminosidades de algún tipo en particular, aunque puede verse que para una dada dispersión de velocidades baja, estos FoF son más luminosos que aquellos que no contienen CGs. Los CG reales tienen luminosidades más bajas que los otros grupos para dispersiones de velocidad altas, pero aquí hay que tener en cuenta que la luminosidad fue calculada utilizando sólo los n miembros dentro de 3 magnitudes de la galaxia más brillante del grupo compacto identificado en un catálogo con corte en magnitud aparente.

Las tres correlaciones que se describieron hasta aquí se corresponden con las proyecciones del plano fundamental de grupos de galaxias. Los grupos “baja masa” no parecen estar asentados sobre un plano en el espacio tri-paramétrico $\sigma_{3D} - L_R - r_{\text{vir}}$, ya que

las dispersiones en todas las proyecciones de este espacio son grandes. Mientras que en los grupos de alta masa sí es posible imaginar que todos ellos yacen en un plano cuyas proyecciones tienen poca dispersión. Algunos autores afirman que la existencia de un plano fundamental de grupos es evidencia de haber alcanzado un estado de virialización o relajación, por lo que el encontrar que los grupos de baja masa no forman parte de un plano fundamental podría ser un indicador de la falta de virialización de estos sistemas.

Masa virial vs Luminosidad total

En el panel izquierdo de la figura 7.3 se puede ver una estrecha correlación entre masa virial y luminosidad total de los grupos para todas las muestras, reafirmando la bondad de la luminosidad total como estimador de la masa virial del grupo. Puede verse que para una dada masa alta, los grupos fósiles tienen luminosidades levemente más bajas. Mientras que para una dada masa baja, los grupos FoF que alojan CG reales tienen luminosidades más altas que aquellos que no contienen grupos compactos (“baja masa”).

Cociente Masa-Luminosidad vs Masa virial

La correlación entre $\mathcal{M}_{\text{vir}}/L_R$ y \mathcal{M}_{vir} puede verse en el panel central de la figura 7.3. El cociente masa-luminosidad crece a medida que se avanza hacia masas más altas, hasta masas $\sim 10^{14} h^{-1} \mathcal{M}_{\odot}$ donde el cambio empieza a ser más moderado. Para una dada masa virial alta, los grupos fósiles presentan cocientes masa-luminosidad más altos que los otros grupos, reflejando el hecho de que sus luminosidades son más bajas. Los más bajos cocientes se encuentran en los grupos CG reales, pero dados los valores encontrados para los radios viriales, las masas viriales pueden estar subestimadas, haciendo que los CG reales se posicionen hacia abajo a la izquierda en este gráfico. Entre los otros grupos FoF, son los que alojan CG los que presentan los menores cocientes para cada bin de masa virial.

Masa virial vs Masa estelar de la galaxia más brillante

En el panel derecho de la figura 7.3 se puede ver la correlación entre \mathcal{M}_{vir} y $\mathcal{M}_{\text{star}}^1$ con gran dispersión en general. Si se analizan las muestras por separado, puede verse como, para una dada masa virial alta, la galaxia central de los grupos fósiles tiene una masa estelar más alta que las que viven en los otros grupos, evidencia del canibalismo

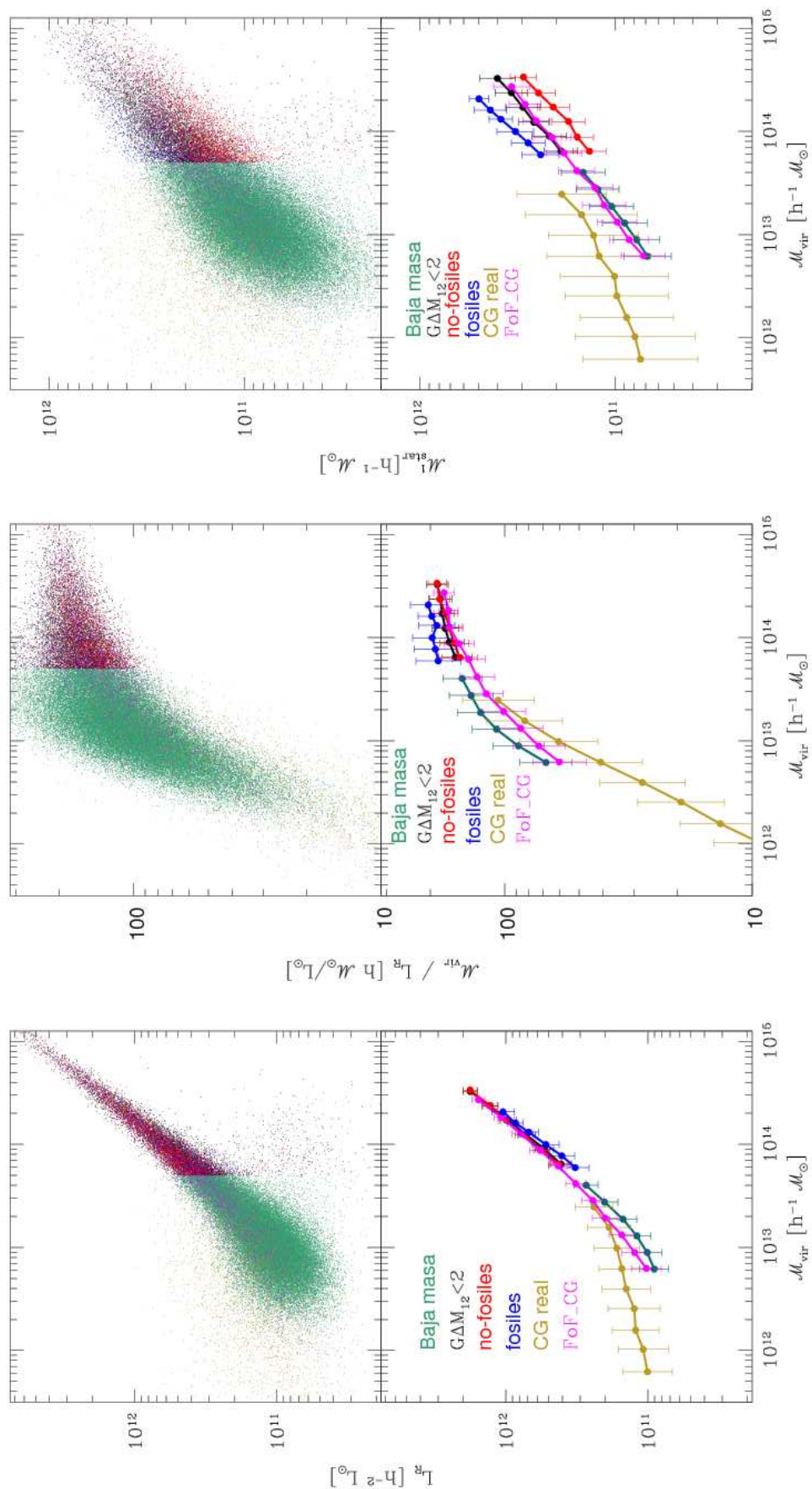


Figura 7.3: Panel izquierdo: correlación entre la masa virial y la luminosidad total. Panel central: correlación entre el cociente masa virial - luminosidad óptica y la masa virial. Panel derecho: correlación entre la masa virial y la masa estelar de la galaxia más brillante.

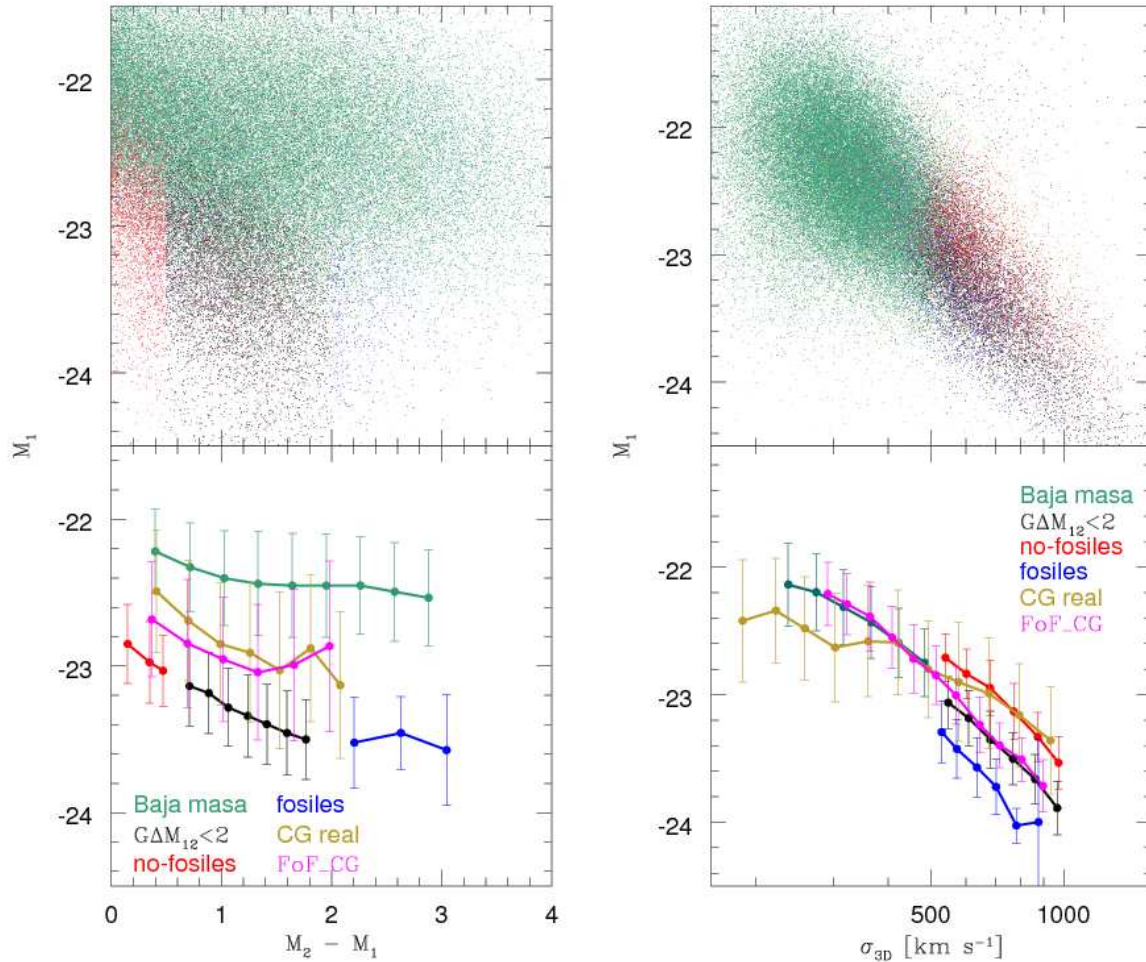


Figura 7.4: Panel izquierdo: correlación entre la diferencia en magnitudes entre las dos galaxias más brillantes y la magnitud de la galaxia más brillante. Panel derecho: correlación entre la dispersión de velocidades y la magnitud de la galaxia más brillante.

acontecido. Por otro lado, los grupos que alojan CG reales se comportan como la media de todos los grupos. Hay que tener en cuenta que puede suceder que la galaxia más brillante del grupo FoF_CG que se esté analizando no sea ni siquiera parte del grupo CG real que vive en el mismo grupo. Si se observan los CG reales, para una dada masa virial sus galaxias centrales parecen ser las más brillantes, pero el cálculo de la masa virial de los CG reales puede tener un vicio hacia masas chicas (ya que el radio virial está subestimado), explicando el desplazamiento hacia la derecha observado en esta figura.

Diferencia en magnitudes 1-2 vs magnitud de la galaxia más brillante

Si bien no existe una fuerte correlación entre ΔM_{12} y M_1 en ninguna de las muestras dada la gran dispersión que se observa (*panel izquierdo de la fig. 7.4*), las tendencias generales indican que a medida que la diferencia entre la primera y la segunda galaxias más brillantes crece, la primera galaxia se abrillanta, evidenciando los procesos de fusiones en los grupos. Tremaine & Richstone (1977) idearon un test que relaciona estas dos cantidades:

$$t_1 = \frac{s(M_1)}{\langle \Delta M_{12} \rangle}$$

donde $s(M_1)$ es la desviación estándar de M_1 y $\langle \Delta M_{12} \rangle$ es la media de las diferencias en magnitud. Valores más chicos de t_1 se encuentran en sistemas donde hubo evolución significativa (tal como mergers) y por lo tanto la galaxia brillante es anormalmente brillante, mientras que valores superiores a la unidad indican que las luminosidades de las galaxias más brillantes son sacadas aleatoriamente de cualquier función de luminosidad. Para las muestras analizadas aquí se encontraron los siguientes valores de t_1 : fósiles=0.25, no-fósiles= 2.18, $G\Delta M_{12} < 2=0.46$, baja masa= 0.35, CG=0.67, FoF _ CG=0.69. Si bien los valores absolutos de esta cantidad son dependientes de la fidelidad con que el modelo semianalítico reproduce funciones de luminosidad, igualmente la comparación entre los valores encontrados puede servir como guía para la interpretación de los grupos. El menor valor de t_1 se encuentra en los grupos fósiles indicando que son quienes mayor evolución han sufrido, reafirmando los resultados encontrados en el capítulo 5, mientras que los grupos no-fósiles son los que menos han evolucionado. Puede verse que los grupos “baja masa” están más evolucionados aún que los grupos compactos, pero este resultado puede ser efecto de la selección de grupos compactos en donde no se consideran galaxias más débiles que 3 magnitudes desde la más brillante, por lo que no es posible observar aquellos grupos con ΔM_{12} mayor que ~ 2 .

Dispersión de velocidades vs Magnitud de la galaxia más brillante

En el panel derecho de la figura 7.4 puede verse la correlación entre σ_{3D} y M_1 . Si bien al mirar todas las muestras juntas se observa gran dispersión, también puede verse que las muestras por separado siguen una estrecha correlación entre σ_{3D} y M_1 . Para una dada dispersión de velocidades, la galaxia central de los grupos fósiles es más brillante que la de los otros grupos. Este resultado puede ser también inferido de los resultados encontrados

al analizar la correlación \mathcal{M}_{vir} vs $\mathcal{M}_{\text{star}}^1$. Desde otro punto de vista, puede afirmarse que para una dada magnitud de la galaxia brillante, los grupos fósiles presentan dispersiones de velocidad más bajas, respaldando el escenario de fusiones de galaxias en grupos fósiles ya que las dispersiones más bajas aumentan la probabilidad de ocurrencia de mergers. Puede verse en este grafico como, nuevamente, los grupos FoF_CG se comportan como una media de todos los grupos. A pesar de la gran dispersión en los CG reales, las diferencias entre los CG reales y los grupos que los alojan pueden pensarse en términos del papel que ocupa la galaxia más brillante en el grupo FOF_CG: para grupos con dispersiones de velocidad baja la galaxia más brillante en los CG reales es más brillante que la galaxia central del grupo FoF_CG, indicando que el grupo compacto podría ubicarse más allá de $0,5r_{\text{vir}}$ por lo que no fue considerada en la búsqueda de la galaxia brillante de los FoF_CGs. Pero, para dispersiones de velocidades altas, la galaxia central del grupo FoF_CG es más brillante que la de los CG reales, y muy probablemente el centro del potencial de grupo FoF está efectivamente sobre su galaxia más brillante, que nuevamente no forma parte del CG real. Otra probable interpretación es que las dispersiones de velocidad de los CGs estén calculadas con poca precisión debido a que sólo se consideran las pocas galaxias miembros de los CG en el espacio distorsionado de corrimientos al rojo, aunque la incerteza esperada en el cálculo de la dispersión de velocidades utilizada para los grupos CG es menor que el 30% (Beers et al., 1990), o simplemente podría pasar que las velocidades peculiares de las galaxias que forman los CG reales estén desacopladas de lo que pasa con el resto de las galaxias de los grupos FoF que los alojan.

Resumen de las principales diferencias

Haciendo un breve análisis de las correlaciones estudiadas se puede inferir que los grupos FoF_CG con masas relativamente bajas tienden a tener radios viriales más chicos que el resto de los grupos en el mismo rango de masas, luminosidades más altas y por ende cocientes masa-luminosidad más bajas. Los grupos FoF_CG con masas viriales altas se comportan como cualquier otro grupo normal en ese rango de masa. No es posible hacer un análisis similar con los CG reales en sí, ya que al ser identificados con criterios totalmente distintos y en catálogos con corte en magnitud aparente, las propiedades obtenidas no pueden ser comparadas directamente, tal vez, el introducir correcciones por el corte en magnitud y por el rango de magnitudes utilizado en su definición puede llevar a propiedades comparables.

Por otro lado, los grupo fósiles tienden a tener radios viriales más chicos que los grupos normales en el mismo rango de masa (masas altas), luminosidades levemente más bajas (y por lo tanto cocientes masa-luminosidad más altos), masas estelares de la galaxia más brillante más altas y magnitudes de la galaxia central más brillantes, y para grupos con igual magnitud de la galaxia más brillante, son los grupos fósiles los que presentan las menores dispersiones de velocidades.

Capítulo 8

Conclusiones

8.1 Naturaleza de los Grupos Compactos

En este trabajo se estudiaron los grupos compactos desde dos perspectivas: 1) para determinar la naturaleza de los CGs identificados automáticamente, y 2) para predecir la naturaleza de los muy estudiados e incompletos Grupos Compactos de Hickson (HCG).

Se identificaron CGs en tres catálogos sintéticos de galaxias, construidos a partir de la salida a $z=0$ de la simulación Millennium combinada con tres modelos semianalíticos (Croton et al., 2006; Bower et al., 2006; De Lucia & Blaizot, 2007). Miles de CGs fueron identificados mediante un algoritmo bidimensional similar al aplicado por Hickson (1982) más una restricción en la magnitud de la galaxia más brillante. Los resultados principales son:

1. Para los *mpCGs*, entre un tercio y $\sim 60\%$ (dependiendo del SAM) tienen al menos 4 galaxias dentro de 1000 km s^{-1} de la mediana de velocidad del grupo. Ya que los estudios fueron realizados sobre muestras con corte en redshift (dado por el volumen del cubo, $z \sim 0,17$), se corroboró si los resultados podrían haber estado afectados por este hecho. Se encontró que no hay diferencias entre los resultados inferidos a partir de los catálogos limitados en volumen (+ magnitud) y aquellos que pueden extraerse de catálogos solamente limitados en magnitud, siempre que la restricción en la magnitud de la galaxia más brillante sea aplicada.
2. Comparando las densidades espaciales de los *mvCGs* y los *vHCGs*, se puede deducir que el catálogo HCG es completo en sólo un 2%. La comparación entre los parámetros inferidos de las identificaciones automáticas con las propiedades de los *vHCGs*

indica que la muestra HCG es incompleta en grupos con tamaños angulares chicos, magnitudes débiles de la galaxia más brillante, grupos con bajo brillo superficial y grupos con gran fracción de su luz contenida en la galaxia más brillante.

3. Se encontró que filtrar en velocidad los *mpCGs* no necesariamente implica que los resultantes CGs con velocidades concordantes sean físicamente densos. Se clasificó, entonces, la muestra *mvCG* de acuerdo con la máxima separación 3D de las galaxias, tomando $s_{\text{cut}} = 148 h^{-1} \text{ kpc}$ de manera que la separación máxima de al menos 4 galaxias contenidas dentro de los CG no supere el doble del diámetro proyectado de los CGs observados. Se encontró que *casi la mitad de los CGs con velocidades concordantes son sistemas físicamente densos*, aunque este resultado es dependiente del modelo SAM utilizado, el modelo B06 predice la mayor fracción de reales (62 %) mientras que el modelo DLB predice la menor (36 %), con el modelo C06 en medio.
4. La gran mayoría de los CGs sintéticos con velocidades concordantes que fueron clasificados como no-Reales son ocasionados por alineamientos aleatorios dentro de grupos difusos más grandes, más que dentro de filamentos o con el campo.
5. Dentro de los CGs sintéticos con velocidades concordantes que fueron seleccionados de acuerdo con las funciones de completitud de los HCGs, la fracción de CGs físicamente densos es aproximadamente un 20 % mayor que en las muestras seleccionadas automáticamente, encontrándose que esta fracción varía de acuerdo con el SAM desde 52 % (DLB) hasta 80 % (B06).
6. Estos porcentajes pueden ayudar a estimar la fracción de HCGs que son grupos físicamente densos. Como se discutió en la sección 3.2.1, el catálogo original HCG tiene 100 objetos, dentro de los cuales 99 son grupos (HCG 54 es una colección de regiones H II), de los cuales sólo 83 realmente cumplen el criterio original de concordancia de magnitud (rango de magnitud en la banda *R* menor que 3). 81 de ellos entran en el límite de magnitud aparente utilizado en este trabajo y satisfacen el criterio de homogeneidad $R_b < 14,44$. Solo 55 grupos de esos tienen al menos 4 velocidades concordantes, y es entre estos 55 que se espera encontrar que entre 29 y 44 HCGs son grupos físicamente densos con al menos 4 galaxias. Extrapolando a los 68 grupos con velocidades concordantes (incluyendo aquellos con rango de magnitudes mayor que 3), *no se espera que más de 54 grupos sean físicamente densos*.

En comparación, Mamon (1986) había predicho que 47 de los que él creía eran 78 HCGs con velocidades concordantes, eran causados por alineamientos aleatorios (60 %), mientras que el restante 40 % eran físicamente densos. En este trabajo se

- obtuvieron resultados un poco más optimistas de los que obtuvo Mamón, ya que los alineamientos representan entre 20 % y 48 % de los *mvHCGs*.
7. Las medianas de las propiedades observables de las diferentes muestras de CGs sintéticos reproducen generalmente bien aquellas de los HCGs observados con velocidades concordantes.
 8. Los CGs sintéticos físicamente densos tienden a ser más chicos, con brillos superficiales más brillantes y tiempos de cruce y cocientes masa-luminosidad más bajos.
 9. Los CGs sintéticos reproducen la fuerte anticorrelación entre cociente masa-luminosidad y tiempos de cruce observada en los HCGs.
 10. Se confirmó la tendencia encontrada por Whitmore (1990) en donde HCGs más distantes tienen dispersiones de velocidades más altas, aunque esta tendencia es débil e insignificante cuando se limita la muestra *vHCG* hasta la distancia límite donde la muestra es completa en luminosidad ($93 h^{-1}$ Mpc). Esto sugiere que la tendencia observada es ocasionada por el Malmquist bias. Las muestras sintéticas presentan tendencias similares entre dispersión de velocidades y distancia, aunque más débiles que la observada.
 11. La posibilidad de una anti-correlación entre la elongación proyectada del grupo y la dispersión de velocidades en los HCGs (Tovmassian et al., 1999) no fue confirmada en la muestra *vHCG*. Los cuartetos sintéticos muestran correlación débil o no significativa dependiendo de si se analiza la muestra identificada automáticamente o aquella que imita las funciones de selección de Hickson.
 12. El modelo C06 reproduce mejor las propiedades globales de los *vHCG*, mientras que los tres modelos se comportan de manera similar al reproducir las correlaciones entre propiedades observables de los *vHCGs*.
 13. Los modelos C06 y B06 predicen que los grupos *mvHCG* formados por alineamientos tienen dispersiones de velocidad más altas que sus contrapartes físicamente densas, entonces los HCGs con baja dispersión de velocidad, dominados por grupos físicamente densos, deberían ser sistemas ricos en espirales que acaban de iniciar su interacción. Por otro lado, de acuerdo con el modelo DLB, los HCGs con baja dispersión de velocidad y alta fracción de espirales serían simplemente ocasionados por alineamientos de galaxias a lo largo de la línea de la visual dentro de grupos difusos o un poco más allá.
 14. Se estudiaron diferentes métodos para la optimización de las identificaciones de CGs. Los diferentes métodos conducen a diferentes fracciones de grupos reales a costa del número de grupos sobreviviente. Al aplicar estas optimizaciones, es ne-

cesario tener en claro cuáles son las finalidades de las muestras a analizar: si se desea una muestra con la mayor fracción de reales posible, sin importar el número final de grupos o si se desea una muestra lo suficientemente grande, en donde los alineamientos hayan sido levemente descartados, entonces se deberá optar por el método más conveniente.

- a) Se encontró que la fracción de grupos reales en muestras identificadas automáticamente puede ser incrementada hasta un $\sim 17\%$ si se mueve el corte en brillo superficial del criterio de compacticidad desde $\mu_R < 26 \text{ mag arcsec}^{-2}$ hasta $\mu_R < 24 \text{ mag arcsec}^{-2}$. Al aplicar este criterio la muestra original se ve disminuida en un $\sim 44\%$.
 - b) Similarmente, la fracción de grupos reales puede verse incrementada hasta un 10% si se trabaja con grupos con número de miembros mayor o igual que 5. El porcentaje de grupos que sobrevive este criterio es de $\sim 36\%$
 - c) La fracción de grupos reales identificados automáticamente puede verse incrementada hasta un 20% si se trabaja con grupos que satisfacen $M/L < 0,28 (H_0 t_{\text{cr}})^{-1,3}$ (la disminución del número original es del $\sim 51\%$), mientras que en la muestra que reproduce las funciones de selección de Hickson el incremento de reales es próximo al 10% .
 - d) Trabajando en el espacio tri-parámtrico $\mu_R - H_0 t_{\text{cr}} - M/L$, la fracción de reales en las muestras automáticas puede incrementarse hasta un $\sim 20\%$, a costa de perder el $\sim 48\%$ de los grupos en la muestra original.
15. Finalmente, se analizó grupo por grupo los *vHCG*, pudiendo establecer las probabilidades de cada uno de ellos de ser físicamente densos. Este estudio probabilístico puede ser de utilidad como guía a la hora de seleccionar grupos Hickson sobre los cuales realizar los distintos análisis.
 16. Un breve análisis de los grupos FoF de la simulación que alojan CG reales indica que existe una tendencia en la que los estos grupos FoF presentan radios viriales más chicos que el resto de los grupos en el mismo rango de masas, luminosidades más altas y por ende cocientes masa-luminosidad más bajas. Uno podría tratar de definir un criterio de compacticidad tridimensional, y probablemente, estas características que se señalaron estarían en la prescripción buscada (tamaño chicos+luminosidades altas), por lo que se puede pensar que, aunque marginalmente, los grupos CG reales guardan, o transmiten, información del grupo FoF que los aloja.

8.2 Naturaleza de los Grupos Fósiles

Intentando guiar la interpretación de las observaciones, en este trabajo se analizaron las propiedades de las galaxias centrales de grupos fósiles simulados y sus principales diferencias con respecto a las galaxias más brillantes de sistemas no-fósiles, como así también los entornos de los grupos fósiles y de los no-fósiles en distintas épocas.

Se trabajó sobre una muestra de grupos fósiles obtenida a partir del catálogo de galaxias simuladas más grande actualmente: la simulación Millennium combinada con un modelo semianalítico de formación de galaxias que fué desarrollado principalmente para el estudio de las galaxias brillantes de los grupos (De Lucia & Blaizot, 2007). La muestra de grupos fósiles resultantes es lo suficientemente grande como para que los resultados tengan valor estadístico significativo. También se trabajó sobre una muestra de control de grupos que no satisfacen el criterio de magnitudes de los fósiles pero que fueron identificados en el mismo rango de masas (no-fósiles).

En primer lugar, se identificaron grupos fósiles sobre las galaxias en el cubo de la simulación y sobre un catálogo sintético. El porcentaje de grupos fósiles predicho vía el catálogo sintético se comparó con el porcentaje de grupos fósiles encontrado en SDSS DR6 aplicando el mismo algoritmo de identificación. Si las dos principales incompletiudes que afectan a la muestra espectroscópica SDSS son tenidos en cuenta, la fracción de grupos fósiles encontrada en el catálogo sintético es consistente con lo que se observa en SDSS, lo que indica la habilidad del modelo semianalítico para predecir resultados observacionales. En este trabajo se presentó una serie de seis grupos fósiles en SDSS que esperan su confirmación como tales vía observaciones X u otros métodos observacionales más estrictos.

Los principales resultados pueden resumirse como sigue:

1. Se obtuvo que los grupos fósiles con masas mayores que $5 \times 10^{13} h^{-1} M_{\odot}$ representan el $\sim 5,5\%$ de los sistemas en ese rango de masas en la simulación de galaxias y un porcentaje menor (3%) de sistemas similares en el catálogo sintético. Los grupos fósiles en el catálogo sintético, al igual que en las observaciones, son identificados en espacio de redshifts, donde las galaxias de las afueras de los grupos pueden afectar el criterio de selección ΔM_{12} reduciendo así el número resultante de fósiles.
2. Se encontró que el 88% de los sistemas fósiles tienen galaxias centrales que son elípticas.

3. Además, se encontró que las galaxias centrales de los grupos fósiles y no-fósiles provienen de la misma mezcla morfológica, la cual puede ser considerada principalmente como mergers pobres en gas. Si se exige que la galaxia central sea elíptica, esta tendencia se ve aumentada.
4. Las formas isofotales de las galaxias centrales en fósiles y no fósiles en la simulación son iguales, con mayor probabilidad de ser boxy. Este resultado es opuesto a lo encontrado por [Khosroshahi et al. \(2006\)](#) quienes basados en el estudio de siete galaxias elípticas predicen que sus formas isofotales son diskly. Dada la pobre estadística observacional en este punto, son necesarios más resultados para llegar a conclusiones más firmes al respecto.
5. Se confirmó la temprana formación de los grupos fósiles comparados con otros sistemas de galaxias.
6. Se investigó la naturaleza de las galaxias centrales siguiendo la historia de fusiones de las mismas. Se encontró que, a pesar de que los grupos fósiles, como un todo, se han ensamblado antes que los grupos no-fósiles, sus galaxias centrales lo han hecho posteriormente. Más aún, se encontró que las galaxias centrales de los grupos fósiles han sufrido mergers mayores más tarde que sus contrapartes en grupos no-fósiles. Se espera que este resultado pueda ser corroborado observacionalmente.
7. Se pudo ver que las galaxias centrales de los grupos (ya sean fósiles o no fósiles) han ensamblado la mitad de su masa (z_a) antes de que el grupo lo haya conseguido ($z_a(FOF)$), y esto es mucho más evidente en los grupos no-fósiles. Por otro lado, el último merger sufrido por las galaxias centrales ocurre en los grupos fósiles después de que el grupo ha conseguido juntar la mitad de su masa final, mientras que en los grupos no-fósiles, el último evento de fusión mayor ha ocurrido mucho antes de que el grupo se haya ensamblado. Por un lado, las galaxias centrales de los grupos fósiles han vivido el suficiente tiempo en el entorno sobredenso del grupo fósil, dada la temprana formación de estos grupos, por lo que desde la formación del grupo han tenido el suficiente tiempo para que sus órbitas decaigan hacia el centro del potencial y se fusionen con otras galaxias. Por otro lado, se podría esperar que desde la formación de los grupos no-fósiles sus galaxias centrales estén experimentando procesos similares, por lo que la ocurrencia de un merger mayor de sus galaxias centrales podría acontecer en algún futuro cercano, para entonces verse convertidos en grupos fósiles. Lo que resulta difícil de congeniar en este esquema donde los fósiles son versiones más evolucionadas de los otros grupos es que las galaxias centrales de los grupos no-fósiles se han ensamblado antes que las de los fósiles, han vivido por más tiempo en entornos menos hostiles (fuera de los grupos) y por lo tanto

cuentan con historias de fusiones completamente distintas a las de sus contrapartes en grupos fósiles, entonces, no queda claro que ambos sistemas puedan terminar con iguales características.

8. Se analizó el entorno de los grupos fósiles y de los no-fósiles encontrándose que las densidades numéricas de las cáscaras alrededor de los centros de los grupos fósiles a redshift $z=0$ son superiores a las densidades medidas en cáscaras alrededor de los centros no-fósiles. Mientras que en épocas más tempranas ($z=0.7$), las densidades numéricas de las cáscaras del entorno de los grupos fósiles son más bajas que alrededor las de los otros grupos, indicando que los sistemas fósiles se encontraban en zonas más aisladas.
9. Por otro lado, midiendo las densidades locales de las galaxias en los entornos de los grupos fósiles, pudo verse que a $z=0$ estas galaxias se distribuyen en subestructuras más densas, y lo mismo es cierto en épocas tempranas. La temprana aglomeración de subestructuras alrededor de los fósiles es lo que, dentro del escenario de formación jerárquico, podría haber sido la responsable del temprano ensamble de los grupos fósiles.
10. Entre las propiedades que hacen de los grupos fósiles sistemas peculiares, además de la gran diferencia en magnitud entre sus dos galaxias más brillantes, se puede remarcar que estos sistemas tienden a tener radios viriales más chicos que los grupos normales en el mismo rango de masa (masas altas), luminosidades levemente más bajas (y por lo tanto cocientes masa-luminosidad más altos), masas estelares de la galaxia más brillante más altas y magnitudes de la galaxia central más brillantes, y para grupos con igual magnitud de la galaxia más brillante, son los grupos fósiles los que presentan las menores dispersiones de velocidades, favoreciendo el escenario de fusiones en los grupos fósiles.

En este trabajo de tesis se intentó estudiar en profundidad los sistemas de galaxias compactos y fósiles en simulaciones, sobre la base de que el conocimiento en detalle de estos sistemas por separado puede guiar a interpretar resultados observacionales que aún hoy no se comprenden en su totalidad, como así también corroborar teorías de formación y evolución de estructuras en el universo. Este estudio exhaustivo de las propiedades detalladas de los sistemas por separado puede servir como base para estudios evolutivos, tales como el estudio del vínculo que podría existir entre fósiles y compactos como diferentes fases evolutivas de un mismo tipo de sistema.

Este trabajo se presenta como el primero en comparar propiedades de galaxias en entornos sobredensos que no fueron tenidas en cuenta en el desarrollo de diferentes

modelos semianalíticos, aportando información sobre aspectos que dichos modelos son o no capaces de reproducir, y diferencias producidas por un modelado u otro.

Apéndice A

TABLAS ADICIONALES

Cuadro A.1: Medianas de las propiedades observables de los *mCGs* separados por clase para el modelo [Croton et al.](#)

Clase	N°	v_r (km s^{-1})	σ_v (km s^{-1})	θ_G (arcsec)	R_G (h^{-1} kpc)	$\langle S_{\perp} \rangle$ (h^{-1} kpc)	μ_R (mag arcsec $^{-2}$)	b/a	$H_0 t_{\text{cr}}$	L $10^{10} h^{-2} L_{\odot}$	M_{vir}/L ($h M_{\odot}/L_{\odot}$)
Real	2263	11833 ± 3837	253 ± 101	135 ± 87	39 ± 17	45 ± 19	$23,4 \pm 1,0$	$0,40 \pm 0,17$	$0,014 \pm 0,008$	$6,0 \pm 2,6$	62 ± 57
CALG	1714	11411 ± 3811	243 ± 106	250 ± 129	68 ± 25	82 ± 29	$24,7 \pm 0,8$	$0,39 \pm 0,18$	$0,025 \pm 0,014$	$5,8 \pm 2,7$	101 ± 91
CAF	369	10025 ± 3112	274 ± 122	270 ± 118	65 ± 22	83 ± 30	$24,9 \pm 0,8$	$0,39 \pm 0,19$	$0,022 \pm 0,013$	$4,2 \pm 1,6$	141 ± 193
CALG3	1188	11435 ± 3526	231 ± 99	228 ± 123	63 ± 22	75 ± 25	$24,5 \pm 0,8$	$0,37 \pm 0,18$	$0,024 \pm 0,014$	$5,7 \pm 2,5$	82 ± 74
CALG2	483	11371 ± 4265	274 ± 117	295 ± 146	79 ± 26	102 ± 34	$24,9 \pm 0,7$	$0,43 \pm 0,16$	$0,029 \pm 0,016$	$6,0 \pm 3,2$	148 ± 134
CALG1	43	10761 ± 4336	333 ± 122	388 ± 148	107 ± 33	147 ± 47	$25,5 \pm 0,4$	$0,57 \pm 0,18$	$0,032 \pm 0,021$	$7,0 \pm 3,1$	346 ± 335
CAF3	169	10440 ± 3321	255 ± 102	206 ± 87	53 ± 18	64 ± 23	$24,4 \pm 0,9$	$0,32 \pm 0,18$	$0,020 \pm 0,010$	$3,9 \pm 1,5$	103 ± 119
CAF2	169	9567 ± 2910	291 ± 139	322 ± 118	78 ± 19	101 ± 25	$25,1 \pm 0,6$	$0,43 \pm 0,18$	$0,026 \pm 0,014$	$4,7 \pm 1,7$	173 ± 249
CAF1	31	8621 ± 3042	450 ± 211	347 ± 126	83 ± 26	115 ± 30	$25,5 \pm 0,4$	$0,48 \pm 0,15$	$0,019 \pm 0,014$	$3,6 \pm 2,0$	994 ± 1104

Notas: N° : número de CGs, v_r : velocidad radial, σ_v : dispersión de velocidad (medida con la estadística gapper de [Wainier & Thissen, 1976](#) — ver [Beers et al., 1990](#) — la cual es más robusta para sistemas de baja multiplicidad), θ_G : diámetro angular, R_G : radio proyectado del círculo mínimo que circunscribe las galaxias miembro, $\langle S_{\perp} \rangle$: separación proyectada media entre galaxias, μ_R : brillo superficial, $H_0 t_{\text{cr}}$: tiempo de cruce adimensional (eq. [\[3.2\]](#)) b/a : cociente de tamaños proyectados, L : luminosidad en la banda R y M_{vir}/L : cociente masa virial-luminosidad (eq. [\[3.3\]](#)). Los errores asignados a las propiedades son los rangos intercuantiles.

Cuadro A.2: Medianas de las propiedades observables de los *mvHCGs* separados por clase para el modelo [Croton et al.](#)

Clase	N^o	v_r (km s^{-1})	σ_v (km s^{-1})	θ_G (arcsec)	R_G ($h^{-1} \text{kpc}$)	$\langle S_{\perp} \rangle$ ($h^{-1} \text{kpc}$)	μ_R (mag arcsec $^{-2}$)	b/a	$H_0 t_{\text{cr}}$	L $10^{10} h^{-2} L_{\odot}$	M_{VT}/L ($h M_{\odot}/L_{\odot}$)
Real	202	8272 ± 2159	241 ± 103	165 ± 83	32 ± 12	38 ± 13	$23,0 \pm 0,8$	$0,43 \pm 0,16$	$0,011 \pm 0,006$	$6,0 \pm 2,3$	49 ± 52
CALG	74	7872 ± 2524	294 ± 123	185 ± 89	36 ± 15	49 ± 18	$23,3 \pm 0,8$	$0,37 \pm 0,18$	$0,012 \pm 0,009$	$5,5 \pm 3,4$	67 ± 73
CAF	7	7076 ± 2727	284 ± 168	144 ± 65	25 ± 8	33 ± 11	$23,3 \pm 0,5$	$0,47 \pm 0,27$	$0,006 \pm 0,009$	$3,0 \pm 1,3$	122 ± 168
CALG3	57	7904 ± 2524	269 ± 100	178 ± 79	36 ± 13	47 ± 17	$23,2 \pm 0,7$	$0,36 \pm 0,18$	$0,014 \pm 0,011$	$5,7 \pm 3,7$	54 ± 55
CALG2	17	7510 ± 1859	390 ± 136	199 ± 100	36 ± 15	53 ± 21	$23,8 \pm 0,3$	$0,42 \pm 0,15$	$0,011 \pm 0,005$	$4,6 \pm 3,2$	172 ± 199
CALG1	0	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—
CAF3	4	7149 ± 1406	384 ± 143	250 ± 97	26 ± 12	42 ± 11	$23,3 \pm 0,5$	$0,53 \pm 0,27$	$0,014 \pm 0,013$	$4,2 \pm 1,7$	122 ± 132
CAF2	2	10458 ± 1691	388 ± 99	144 ± 4	35 ± 5	52 ± 11	$23,4 \pm 0,1$	$0,80 \pm 0,16$	$0,020 \pm 0,007$	$4,8 \pm 1,3$	383 ± 168
CAF1	1	3345 ± 0	952 ± 0	257 ± 0	21 ± 0	33 ± 0	$23,5 \pm 0,0$	$0,40 \pm 0,00$	$0,003 \pm 0,000$	$1,6 \pm 0,0$	2318 ± 0

Notas: N^o : número de CGs, v_r : velocidad radial, σ_v : dispersión de velocidad (medida con la estadística gapper de [Wainer & Thissen, 1976](#) — ver [Beers et al., 1990](#) — la cual es más robusta para sistemas de baja multiplicidad), θ_G : diámetro angular, R_G : radio proyectado del círculo mínimo que circunscribe las galaxias miembro, $\langle S_{\perp} \rangle$: separación proyectada media entre galaxias, μ_R : brillo superficial, $H_0 t_{\text{cr}}$: tiempo de cruce adimensional (eq. [3.2](#)) b/a : cociente de tamaños proyectados, L : luminosidad en la banda R y M_{VT}/L : cociente masa virial-luminosidad (eq. [3.3](#)). Los errores asignados a las propiedades son los rangos intercuantiles.

Cuadro A.3: Medianas de las propiedades observables de los $mCGs$ separados por clase para el modelo [Bower et al.](#)

Clase	N°	v_r (km s^{-1})	σ_v (km s^{-1})	θ_G (arcsec)	R_G (h^{-1} kpc)	$\langle S_{\perp} \rangle$ (h^{-1} kpc)	μ_R (mag arcsec $^{-2}$)	b/a	$H_0 t_{cr}$	L $10^{10} h^{-2} L_{\odot}$	M_{vir}/L ($h M_{\odot}/L_{\odot}$)
Real	4345	13223 ± 4452	216 ± 90	89 ± 67	29 ± 16	33 ± 18	$22,5 \pm 1,3$	$0,40 \pm 0,18$	$0,012 \pm 0,009$	$7,6 \pm 3,2$	27 ± 27
CALG	2122	11748 ± 4242	214 ± 96	237 ± 136	68 ± 27	84 ± 33	$24,6 \pm 0,9$	$0,38 \pm 0,18$	$0,029 \pm 0,017$	$6,6 \pm 2,7$	62 ± 64
CAF	543	10172 ± 3046	263 ± 122	276 ± 119	66 ± 25	85 ± 30	$24,9 \pm 0,8$	$0,37 \pm 0,18$	$0,025 \pm 0,016$	$5,1 \pm 2,4$	109 ± 157
CALG3	1450	12271 ± 4304	207 ± 87	212 ± 122	63 ± 26	74 ± 29	$24,3 \pm 0,9$	$0,36 \pm 0,18$	$0,027 \pm 0,016$	$6,7 \pm 2,6$	50 ± 47
CALG2	610	11021 ± 4078	226 ± 110	305 ± 153	81 ± 28	108 ± 34	$24,9 \pm 0,7$	$0,42 \pm 0,18$	$0,035 \pm 0,023$	$6,4 \pm 2,8$	83 ± 103
CALG1	62	9052 ± 2873	335 ± 82	357 ± 143	79 ± 25	107 ± 42	$25,3 \pm 0,7$	$0,52 \pm 0,17$	$0,026 \pm 0,014$	$5,2 \pm 2,7$	397 ± 323
CAF3	208	10641 ± 3051	233 ± 110	211 ± 96	54 ± 20	70 ± 25	$24,3 \pm 0,9$	$0,32 \pm 0,18$	$0,023 \pm 0,015$	$5,1 \pm 2,4$	59 ± 70
CAF2	278	9921 ± 3059	285 ± 118	302 ± 127	73 ± 22	98 ± 31	$25,1 \pm 0,6$	$0,38 \pm 0,17$	$0,026 \pm 0,017$	$5,2 \pm 2,5$	124 ± 201
CAF1	57	8604 ± 2519	344 ± 142	367 ± 120	85 ± 28	115 ± 34	$25,4 \pm 0,5$	$0,49 \pm 0,11$	$0,024 \pm 0,014$	$5,2 \pm 2,2$	418 ± 526

Notas: N° : número de CGs, v_r : velocidad radial, σ_v : dispersión de velocidad (medida con la estadística gapper de [Wainier & Thissen, 1976](#) — ver [Beers et al., 1990](#) — la cual es más robusta para sistemas de baja multiplicidad), θ_G : diámetro angular, R_G : radio proyectado del círculo mínimo que circunscribe las galaxias miembro, $\langle S_{\perp} \rangle$: separación proyectada media entre galaxias, μ_R : brillo superficial, $H_0 t_{cr}$: tiempo de cruce adimensional (eq. [\[3.2\]](#)) b/a : cociente de tamaños proyectados, L : luminosidad en la banda R y M_{vir}/L : cociente masa virial-luminosidad (eq. [\[3.3\]](#)). Los errores asignados a las propiedades son los rangos intercuantiles.

Cuadro A.4: Medianas de las propiedades observables de los *mHCGs* separados por clase para el modelo [Bower et al.](#)

Clase	N^o	v_r (km s^{-1})	σ_v (km s^{-1})	θ_G (arcsec)	R_G (h^{-1} kpc)	$\langle S_{\perp} \rangle$ (h^{-1} kpc)	μ_R (mag arcsec $^{-2}$)	b/a	$H_0 t_{\text{cr}}$	L $10^{10} h^{-2} L_{\odot}$	M_{VT}/L ($h M_{\odot}/L_{\odot}$)
Real	298	8035 ± 2121	222 ± 85	163 ± 74	32 ± 11	37 ± 14	$22,8 \pm 0,7$	$0,42 \pm 0,18$	$0,013 \pm 0,007$	$7,7 \pm 2,9$	35 ± 33
CALG	60	7829 ± 2671	273 ± 136	224 ± 95	41 ± 16	54 ± 19	$23,4 \pm 0,8$	$0,43 \pm 0,21$	$0,015 \pm 0,009$	$6,5 \pm 2,8$	62 ± 85
CAF	13	7189 ± 858	249 ± 130	191 ± 31	33 ± 8	51 ± 19	$23,5 \pm 0,6$	$0,47 \pm 0,17$	$0,013 \pm 0,003$	$4,0 \pm 2,0$	76 ± 125
CALG3	46	8144 ± 2877	260 ± 123	238 ± 85	44 ± 17	56 ± 18	$23,5 \pm 0,8$	$0,47 \pm 0,26$	$0,016 \pm 0,008$	$6,9 \pm 2,5$	57 ± 84
CALG2	14	7767 ± 1897	294 ± 150	206 ± 65	38 ± 10	51 ± 19	$23,3 \pm 0,8$	$0,42 \pm 0,15$	$0,014 \pm 0,014$	$4,3 \pm 1,9$	74 ± 139
CALG1	0	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—
CAF3	7	7849 ± 1976	219 ± 102	188 ± 22	29 ± 10	49 ± 15	$23,1 \pm 0,8$	$0,58 \pm 0,11$	$0,015 \pm 0,003$	$5,1 \pm 1,8$	57 ± 90
CAF2	5	7189 ± 759	411 ± 129	243 ± 26	43 ± 5	71 ± 8	$24,2 \pm 0,2$	$0,24 \pm 0,13$	$0,013 \pm 0,003$	$3,4 \pm 1,3$	150 ± 194
CAF1	1	6624 ± 0	575 ± 0	145 ± 0	23 ± 0	28 ± 0	$23,3 \pm 0,0$	$0,33 \pm 0,00$	$0,004 \pm 0,000$	$2,3 \pm 0,0$	709 ± 0

Notas: N^o : número de CGs, v_r : velocidad radial, σ_v : dispersión de velocidad (medida con la estadística gapper de [Wainer & Thissen, 1976](#) — ver [Beers et al., 1990](#) — la cual es más robusta para sistemas de baja multiplicidad), θ_G : diámetro angular, R_G : radio proyectado del círculo mínimo que circunscribe las galaxias miembro, $\langle S_{\perp} \rangle$: separación proyectada media entre galaxias, μ_R : brillo superficial, $H_0 t_{\text{cr}}$: tiempo de cruce adimensional (eq. [3.2](#)) b/a : cociente de tamaños proyectados, L : luminosidad en la banda R y M_{VT}/L : cociente masa virial-luminosidad (eq. [3.3](#)). Los errores asignados a las propiedades son los rangos intercuantiles.

Cuadro A.5: Medianas de las propiedades observables de los m^v CGs separados por clase para el modelo [De Lucia & Blaizot](#)

Clase	N^o	v_r (km s^{-1})	σ_v (km s^{-1})	θ_G (arcsec)	R_G (h^{-1} kpc)	$\langle S_{\perp} \rangle$ (h^{-1} kpc)	μ_R (mag arcsec $^{-2}$)	b/a	$H_0 t_{cr}$	L $10^{10} h^{-2} L_{\odot}$	M_{vir}/L ($h M_{\odot}/L_{\odot}$)
Real	3518	18450 ± 6177	258 ± 107	91 ± 56	41 ± 17	48 ± 19	$22,6 \pm 1,0$	$0,38 \pm 0,17$	$0,014 \pm 0,009$	$14,7 \pm 6,5$	28 ± 27
CALG	5082	16303 ± 6404	261 ± 111	194 ± 161	78 ± 35	95 ± 40	$24,1 \pm 1,0$	$0,40 \pm 0,17$	$0,028 \pm 0,017$	$14,3 \pm 6,4$	55 ± 52
CAF	1262	13817 ± 5430	264 ± 127	248 ± 156	82 ± 35	104 ± 45	$24,5 \pm 0,9$	$0,39 \pm 0,17$	$0,031 \pm 0,019$	$10,6 \pm 4,6$	79 ± 115
CALG3	3074	17335 ± 6237	251 ± 108	152 ± 123	63 ± 28	78 ± 30	$23,7 \pm 1,0$	$0,37 \pm 0,17$	$0,024 \pm 0,015$	$12,1 \pm 6,1$	42 ± 39
CALG2	1767	15592 ± 6597	267 ± 113	275 ± 190	97 ± 39	124 ± 42	$24,6 \pm 0,8$	$0,44 \pm 0,17$	$0,035 \pm 0,020$	$14,7 \pm 6,7$	74 ± 71
CALG1	241	12544 ± 5198	348 ± 114	476 ± 211	129 ± 46	163 ± 54	$25,2 \pm 0,6$	$0,52 \pm 0,17$	$0,036 \pm 0,019$	$13,9 \pm 8,0$	192 ± 174
CAF3	350	15330 ± 5674	246 ± 106	152 ± 92	56 ± 20	71 ± 24	$23,5 \pm 0,9$	$0,33 \pm 0,18$	$0,023 \pm 0,014$	$10,6 \pm 4,4$	37 ± 46
CAF2	693	13875 ± 5389	260 ± 129	267 ± 157	91 ± 34	117 ± 43	$24,7 \pm 0,8$	$0,39 \pm 0,16$	$0,033 \pm 0,021$	$10,8 \pm 4,5$	83 ± 114
CAF1	219	11386 ± 4891	352 ± 133	407 ± 154	112 ± 37	144 ± 49	$25,2 \pm 0,6$	$0,48 \pm 0,17$	$0,034 \pm 0,018$	$10,0 \pm 5,0$	263 ± 257

Notas: N^o : número de CGs, v_r : velocidad radial, σ_v : dispersión de velocidad (medida con la estadística gapper de [Wainier & Thissen, 1976](#) — ver [Beers et al., 1990](#) — la cual es más robusta para sistemas de baja multiplicidad), θ_G : diámetro angular, R_G : radio proyectado del círculo mínimo que circunscribe las galaxias miembro, $\langle S_{\perp} \rangle$: separación proyectada media entre galaxias, μ_R : brillo superficial, $H_0 t_{cr}$: tiempo de cruce adimensional (eq. [\[3.2\]](#)) b/a : cociente de tamaños proyectados, L : luminosidad en la banda R y M_{vir}/L : cociente masa virial-luminosidad (eq. [\[3.3\]](#)). Los errores asignados a las propiedades son los rangos intercuantiles.

Cuadro A.6: Medianas de las propiedades observables de los *mmHCGs* separados por clase para el modelo [De Lucia & Blaizot](#)

Clase	N^o	v_r (km s^{-1})	σ_v (km s^{-1})	θ_G (arcsec)	R_G (h^{-1} kpc)	$\langle S_{\perp} \rangle$ (h^{-1} kpc)	μ_R (mag arcsec $^{-2}$)	b/a	$H_0 t_{\text{cr}}$	L $10^{10} h^{-2} L_{\odot}$	M_{VT}/L ($h M_{\odot}/L_{\odot}$)
Real	199	11520 ± 3933	279 ± 91	152 ± 83	45 ± 14	51 ± 15	$22,7 \pm 0,6$	$0,46 \pm 0,17$	$0,014 \pm 0,008$	$15,4 \pm 5,6$	28 ± 22
CALG	148	11233 ± 3361	274 ± 129	204 ± 106	54 ± 21	67 ± 26	$23,2 \pm 0,7$	$0,42 \pm 0,19$	$0,018 \pm 0,009$	$15,3 \pm 5,6$	40 ± 54
CAF	33	11437 ± 2209	195 ± 80	178 ± 82	49 ± 15	70 ± 19	$23,3 \pm 0,6$	$0,44 \pm 0,14$	$0,024 \pm 0,008$	$10,2 \pm 4,8$	36 ± 42
CALG3	114	11093 ± 3075	273 ± 127	194 ± 109	54 ± 18	65 ± 21	$23,1 \pm 0,8$	$0,40 \pm 0,20$	$0,017 \pm 0,009$	$15,8 \pm 5,0$	34 ± 39
CALG2	32	11841 ± 3307	276 ± 145	228 ± 95	65 ± 21	98 ± 33	$23,6 \pm 0,7$	$0,46 \pm 0,14$	$0,023 \pm 0,012$	$13,5 \pm 7,0$	51 ± 98
CALG1	2	3343 ± 317	578 ± 35	741 ± 272	49 ± 16	53 ± 10	$24,4 \pm 0,6$	$0,21 \pm 0,03$	$0,008 \pm 0,002$	$2,8 \pm 0,1$	995 ± 4
CAF3	14	11744 ± 2776	260 ± 105	167 ± 39	47 ± 7	58 ± 12	$23,1 \pm 0,4$	$0,38 \pm 0,13$	$0,018 \pm 0,009$	$10,2 \pm 3,7$	42 ± 63
CAF2	15	11436 ± 1444	185 ± 73	190 ± 103	66 ± 15	77 ± 22	$23,6 \pm 0,6$	$0,47 \pm 0,21$	$0,026 \pm 0,005$	$9,7 \pm 5,1$	36 ± 42
CAF1	4	18324 ± 4693	186 ± 130	289 ± 100	89 ± 19	115 ± 46	$24,5 \pm 0,2$	$0,46 \pm 0,09$	$0,062 \pm 0,050$	$17,8 \pm 5,0$	71 ± 130

Notas: N^o : número de CGs, v_r : velocidad radial, σ_v : dispersión de velocidad (medida con la estadística gapper de [Wainer & Thissen, 1976](#) — ver [Beers et al., 1990](#) — la cual es más robusta para sistemas de baja multiplicidad), θ_G : diámetro angular, R_G : radio proyectado del círculo mínimo que circunscribe las galaxias miembro, $\langle S_{\perp} \rangle$: separación proyectada media entre galaxias, μ_R : brillo superficial, $H_0 t_{\text{cr}}$: tiempo de cruce adimensional (eq. [3.2](#)) b/a : cociente de tamaños proyectados, L : luminosidad en la banda R y M_{VT}/L : cociente masa virial-luminosidad (eq. [3.3](#)). Los errores asignados a las propiedades son los rangos intercuantiles.

Bibliografía

- Adami C., Russeil D., Durret F., 2007, *A&A*, 467, 459
- Allam S. S., Tucker D. L., 2000, *Astronomische Nachrichten*, 321, 101
- Arhipova V. P., Afanasev V. L., Dostal V. A., Zasov A. V., Karachentsev I. D., Noskova R. I., Saveleva M. V., 1981, *Soviet Astronomy*, 25, 277
- Barnes J., 1985, *MNRAS*, 215, 517
- Barnes J. E., 1989, *Nature*, 338, 123
- Barton E., Geller M., Ramella M., Marzke R. O., da Costa L.Ñ., 1996, *AJ*, 112, 871
- Baugh C. M., 2006, *Reports on Progress in Physics*, 69, 3101
- Beers T. C., Flynn K., Gebhardt K., 1990, *AJ*, 100, 32
- Bender R., Burstein D., Faber S. M., 1992, *ApJ*, 399, 462
- Bertone S., De Lucia G., Thomas P., 2007, *MNRAS*, 379, 1143
- Binney J., Tremaine S., 1987, *Galactic Dynamics*. Princeton, NJ, Princeton University Press, 1987
- Blaizot J., Wadadekar Y., Guiderdoni B., Colombi S. T., Bertin E., Bouchet F. R., Devriendt J. E. G., Hatton S., 2005, *MNRAS*, 360, 159
- Blanton M. R., Brinkmann J., Csabai I., Doi M., Eisenstein D., Fukugita M., Gunn J. E., Hogg D. W., Schlegel D. J., 2003, *AJ*, 125, 2348
- Bode P. W., Cohn H.Ñ., Lugger P. M., 1993, *ApJ*, 416, 17
- Bower R. G., Benson A. J., Malbon R., Helly J. C., Frenk C. S., Baugh C. M., Cole S., Lacey C. G., 2006, *MNRAS*, 370, 645
- Cardelli J. A., Clayton G. C., Mathis J. S., 1989, *ApJ*, 345, 245
- Carnevali P., Cavaliere A., Santangelo P., 1981, *ApJ*, 249, 449
- Cattaneo A., Dekel A., Devriendt J., Guiderdoni B., Blaizot J., 2006, *MNRAS*, 370, 1651
- Croton D. J., Springel V., White S. D. M., De Lucia G., Frenk C. S., Gao L., Jenkins A., Kauffmann G., Navarro J. F., Yoshida N., 2006, *MNRAS*, 365, 11
- Cypriano E. S., Mendes de Oliveira C., Sodré L. J., 2006, *AJ*, 132, 514

- Dariush A., Khosroshahi H., Ponman T., Pearce F., Raychaudhury S., W. H., 2007, *MNRAS*, 382, 433
- Davis M., Efstathiou G., Frenk C. S., White S. D. M., 1985, *ApJ*, 292, 371
- Davis M., Peebles P. J. E., 1983, *ApJ*, 267, 465
- de Carvalho R. R., Gonçalves T. S., Iovino A., Kohl-Moreira J. L., Gal R. R., Djorgovski S. G., 2005, *AJ*, 130, 425
- De Lucia G., Blaizot J., 2007, *MNRAS*, 375, 2
- De Lucia G., Springel V., White S., Croton D., Kauffmann G., 2006, *MNRAS*, 366, 499
- Diaferio A., Geller M. J., Ramella M., 1994, *AJ*, 107, 868
- Díaz E., 2002, Master's thesis, Facultad de Matemática, Astronomía y Física. Universidad Nacional de Córdoba. Argentina
- Díaz E., Muriel H., 2005, *MNRAS*, 364, 1299
- Díaz E., Zandivarez A., Merchán M. E., Muriel H., 2005, *ApJ*, 629, 158
- D'Onghia E., Lake G., 2004, *ApJ*, 612, 628
- D'Onghia E., Maccio' A. V., Lake G., Stadel J., Moore B., 2007, *ArXiv e-prints*, 0704.2604
- D'Onghia E., Sommer-Larsen J., Romeo A., Burkert A., Pedersen K., Portinari L., Rasmussen J., 2005, *ApJL*, 630, L109
- Dos Santos S., Mamon G. A., 1999, *A&A*, 352, 1
- Eke V. R., Frenk C. S., Baugh C. M., Cole S., Norberg P., Peacock J. A., Baldry I. K., Bland-Hawthorn J., Bridges T., Cannon R., Colless M., Collins C., Couch W., Dalton G., de Propris R., Driver S. P., Efstathiou G., Ellis R. S., Glazebrook K., Jackson C. A., Lahav O., Lewis I., Lumsden S., Maddox S. J., Madgwick D., Peterson B. A., Sutherland W., Taylor K., 2004, *MNRAS*, 355, 769
- Evrard A. E., 1990, *ApJ*, 363, 349
- Focardi P., Kelm B., 2002, *A&A*, 391, 35
- Fukugita M., Shimasaku K., Ichikawa T., 1995, *PASP*, 107, 945
- Hernquist L., Katz N., Weinberg D. H., 1995, *ApJ*, 442, 57
- Hernquist L., Katz N., Weinberg D. H., Miralda-Escudé J., 1996, *ApJL*, 457, L51+
- Hickson P., 1982, *ApJ*, 255, 382
- Hickson P., Kindl E., Auman J. R., 1989, *ApJS*, 7, 687
- Hickson P., Kindl E., Huchra J. P., 1988, *ApJ*, 331, 64
- Hickson P., Mendes de Oliveira C., Huchra J. P., Palumbo G. G., 1992, *ApJ*, 399, 353
- Hickson P., Ninkov Z., Huchra J., Mamon G., 1984, in *Clusters and Groups of Galaxies*, Mardirossian F., Giuricin G., Mezzetti M., eds., Reidel, Dordrecht, pp. 367–373
- Hickson P., Rood H. J., 1988, *ApJL*, 331, L69

- Huchra J., Geller M., 1982, *ApJ*, 257, 423
- Iovino A., 2002, *AJ*, 124, 2471
- Iovino A., de Carvalho R., Gal R., Odewahn S., Lopes P., Mahabal A., Djorgovski S., 2003, *AJ*, 125, 1660
- Jenkins A., Frenk C. S., Pearce F. R., Thomas P. A., Colberg J. M., White S. D. M., Couchman H. M. P., Peacock J. A., Efstathiou G., Nelson A. H., 1998, *ApJ*, 499, 20
- Jenkins A., Frenk C. S., White S. D. M., Colberg J. M., Cole S., Evrard A. E., Couchman H. M. P., Yoshida N., 2001, *MNRAS*, 321, 372
- Jones L. R., Ponman T. J., Horton A., Babul A., Ebeling H., Burke D. J., 2003, *MNRAS*, 343, 627
- Karachentsev I. D., 2005, *AJ*, 129, 178
- Kelm B., Focardi P., 2004, *A&A*, 418, 937
- Khochfar S., Burkert A., 2005, *MNRAS*, 359, 1379
- Khosroshahi H. G., Ponman T. J., Jones L. R., 2006, *MNRAS*, 372, L68
- La Barbera F., de Carvalho R. R., de la Rosa I. G., Sorrentino G., Gal R. R., Kohl-Moreira J. L., 2008, *ArXiv e-prints*, 0812.2929
- Lee B. C., Allam S. S., Tucker D. L., Annis J., Johnston D. E., Scranton R., Acebo Y., Bahcall N. A., Bartelmann M., Böhringer H., Ellman N., Grebel E. K., Infante L., Loveday J., McKay T. A., Prada F., Schneider D. P., Stoughton C., Szalay A. S., Vogeley M. S., Voges W., Yanny B., 2004, *AJ*, 127, 1811
- Mamon G. A., 1986, *ApJ*, 307, 426
- , 1987, *ApJ*, 321, 622
- , 1989, *A&A*, 219, 98
- , 1992a, *ApJL*, 401, L3
- , 1992b, in *Distribution of Matter in the Universe*, Mamon G. A., Gerbal D., eds., DAEC mtg. No. 2, Obs. de Paris, Paris, pp. 51–66, ftp://ftp.iap.fr/pub/from_users/gam/PAPERS/daec92-cg.dvi.Z
- , 1993, in *N-body Problems and Gravitational Dynamics*, Combes F., Athanassoula E., eds., pp. 188–203, <arXiv:astro-ph/9308032>
- , 1994, in *Clusters of Galaxies*, Durret F., Mazure A., Tran Thanh van J., eds., pp. 291–+, <arXiv:astro-ph/9406043>
- , 1996, in *Third Paris Cosmology Colloquium*, de Vega H. J., Sánchez N., eds., pp. 95–+, <arXiv:astro-ph/9511101>
- , 2000a, in *15th IAP Astrophys. Mtg., Dynamics of Galaxies: from the Early Universe to the Present*, Combes F., Mamon G. A., Charmandaris V., eds., Vol. 197, ASP, San Francisco, pp. 377–388, <arXiv:astro-ph/9911333>
- , 2000b, in *IAU Coll. No. 174, Small Galaxy Groups*, Valtonen M. J., Flynn C., eds., Vol. 209, ASP, San Francisco, pp. 217–225, <arXiv:astro-ph/9909019>

- , 2006, in *Groups of Galaxies in the Nearby Universe*, I. Saviane V. I. . J. B., ed., Springer, Berlin, pp. 197–213, arXiv:astro-ph/0607482
- , 2008, *A&A*, in press, arXiv:astro-ph/0803.3181
- Marinoni C., Hudson M. J., 2002, *ApJ*, 569, 101
- Mateus A., 2008, ArXiv e-prints, 0802.2720
- Mateus A., Jimenez R., Gaztañaga E., 2008, *ApJL*, 684, L61
- McConnachie A., Patton D., Ellison S., Simard L., 2008a, ArXiv e-prints, 0812.1580
- McConnachie A. W., Ellison S. L., Patton D. R., 2008b, *MNRAS*, 387, 1281
- Mei S., Blakeslee J. P., Côté P., Tonry J. L., West M. J., Ferrarese L., Jordán A., Peng E. W., Anthony A., Merritt D., 2007, *ApJ*, 655, 144
- Mendes de Oliveira C., Coelho P., González J. J., Barbuy B., 2005, *AJ*, 130, 55
- Mendes de Oliveira C., Cypriano E., Sodré L. J., 2006, *AJ*, 131, 158
- Mendes de Oliveira C., Hickson P., 1991, *ApJ*, 380, 30
- , 1994, *ApJ*, 427, 684
- Merchán M., Zandivarez A., 2005, *ApJ*, 630, 759
- Milosavljević M., Miller C. J., Furlanetto S. R., Cooray A., 2006, *ApJL*, 637, L9
- Moles M., del Olmo A., Perea J., Masegosa J., Marquez I., Costa V., 1994, *A&A*, 285, 404
- Navarro J. F., Frenk C. S., White S. D. M., 1996, *ApJ*, 462, 563
- Ochsenbein F., Bauer P., Marcout J., 2000, *A&AS*, 143, 23
- Ostriker J. P., Lubin L. M., Hernquist L., 1995, *ApJL*, 444, L61
- Poggianti B. M., 1997, *A&A*, 122, 399
- Ponman T. J., Bourner P. D. J., Ebeling H., Böhringer H., 1996, *MNRAS*, 283, 690
- Popesso P., Biviano A., Böhringer H., Romaniello M., Voges W., 2005, *A&A*, 433, 431
- Popesso P., Böhringer H., Brinkmann J., Voges W., York D. G., 2004, *A&A*, 423, 449
- Prandoni I., Iovino A., MacGillivray H. T., 1994, *AJ*, 107, 1235
- Proctor R. N., Forbes D. A., Hau G. K. T., Beasley M. A., De Silva G. M., Contreras R., Terlevich A. I., 2004, *MNRAS*, 349, 1381
- Ramella M., Diaferio A., Geller M. J., Huchra J. P., 1994, *AJ*, 107, 1623
- Rines K., Finn R., Vikhlinin A., 2007, *ApJL*, 665, L9
- Rood H. J., Williams B. A., 1989, *ApJ*, 339, 772
- Rose J. A., 1977, *ApJ*, 211, 311
- Sales L., Navarro J., García Lambas D., White S., Croton D., 2007, *MNRAS*, 382, 1901
- Santos W. A., Mendes de Oliveira C., Sodré L. J., 2007, *AJ*, 134, 1551

- Spergel D.Ñ., Verde L., Peiris H. V., Komatsu E., Nolta M. R., Bennett C. L., Halpern M., Hinshaw G., Jarosik N., Kogut A., Limon M., Meyer S. S., Page L., Tucker G. S., Weiland J. L., Wollack E., Wright E. L., 2003, *ApJS*, 148, 175
- Springel V., White S. D. M., Jenkins A., Frenk C. S., Yoshida N., Gao L., Navarro J., Thacker R., Croton D., Helly J., Peacock J. A., Cole S., Thomas P., Couchman H., Evrard A., Colberg J., Pearce F., 2005, *Nature*, 435, 629
- Stephan M. E., 1877, *CR Acad. Sci.*, 84, 641
- Sulentic J. W., 1987, *ApJ*, 322, 605
- Tormen G., 1997, *MNRAS*, 290, 411
- Tovmassian H. M., Martinez O., Tiersch H., 1999, *A&A*, 348, 693
- Tovmassian H. M., Yam O., Tiersch H., 2001, *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofísica*, 37, 173
- Tremaine S. D., Richstone D. O., 1977, *ApJ*, 212, 311
- Tully R. B., 1987, *ApJ*, 321, 280
- van den Bosch F. C., Yang X., Mo H. J., Weinmann S. M., Macciò A. V., More S., Cacciato M., Skibba R., Kang X., 2007, *A&A*, 376, 841
- Verdes-Montenegro L., Del Olmo A., Iglesias-Páramo J. I., Perea J., Vílchez J. M., Yun M. S., Huchtmeier W. K., 2002, *A&A*, 396, 815
- Vikhlinin A., McNamara B., Hornstrup A., Quintana H., Forman W., Jones C., Way M., 1999, *ApJL*, 520, L1
- Voevodkin A., Borozdin K., Heitmann K., Habib S., Vikhlinin A., Mescheryakov A., Hornstrup A., 2009, *ArXiv e-prints*, 0902.0619
- von Benda-Beckmann A. M., D'Onghia E., Gottlöber S., Hoefl M., Khalatyan A., Klypin A., Müller V., 2008, *MNRAS*, 386, 2345
- Wainer H., Thissen D., 1976, *Psychometrika*, 41, 9
- Walke D. G., Mamon G. A., 1989, *A&A*, 225, 291
- Wang J., De Lucia G., Kitzbichler M., White S. D. M., 2008, *MNRAS*, 384, 1301
- Wegner G., Colless M., Saglia R. P., McMahan R. K., Davies R. L., Burstein D., Bagglely G., 1999, *MNRAS*, 305, 259
- Whitmore B. C., 1990, in *Clusters of Galaxies*, Oegerle W. R., Fitchett J., Danly L., eds., p. 139
- Xu G., 1995, *ApJS*, 98, 355
- Zabludoff A. I., Mulchaey J. S., 1998, *ApJL*, 498, L5+
- Zentner A. R., Berlind A. A., Bullock J. S., Kravtsov A. V., Wechsler R. H., 2005, *ApJ*, 624, 505
- Zepf S. E., 1993, *ApJ*, 407, 448

Agradecimientos

Al Z, por su laaaaaaarga paciencia, por prestarme las 2 manos cada vez que lo necesito y por bancarme incondicionalmente.

A mi má, por estar y siempre apoyar cada decisión que tomo. Y a mis hermanas, por tenerme fe.

A la Claudia MdO y al Gary M. por ser unos apasionados y transmitirme el entusiasmo necesario por esto que hacemos en el momento que más lo necesitaba.

A la Cin, el Julian, la Vale, el Walter, la Gabi, el Damián y el Manuel por todos los asados, cervezas y karaokes que contribuyeron al feliz desarrollo de esta tesis.

A la Cande y a la Gala (?)...por ser lindas.