

Análisis Estadísticos de Superestructuras en el Universo

Lic. Claudia Yamila Yaryura

Presentado ante la Facultad de Matemática, Astronomía y Física
como parte de los requerimientos para obtener el título de
Doctora en Astronomía de la

Universidad Nacional de Córdoba

Febrero, 2011

© Famaf - UNC, 2011

Director: Dr. Diego García Lambas

A mi Mami ...

RESUMEN

En los últimos años, diferentes estudios de la estructura en gran escala y análisis de la formación de galaxias y sistemas, han contribuido a fortalecer el modelo cosmológico estándar Λ CDM. Este modelo ha sido contrastado exitosamente con la distribución de galaxias en gran escala fundamentalmente en base a estadísticas de segundo orden, tales como el espectro de potencias o la función de correlación. No obstante estos acuerdos, la existencia de superestructuras, que podrían invalidar a este modelo, han sido objeto de diferentes análisis. Una de las principales dificultades de dichos estudios es la falta de muestras estadísticamente confiables de eventos extremos. Asimismo, han sido llevados a cabo diversos estudios teóricos de la historia de formación de sistemas y su dependencia con la sobredensidad global o "*assembly bias*", lo cual refuerza el interés en realizar estudios observacionales sobre este tópico. Estos dos importantes aspectos constituyen la principal motivación del desarrollo de este trabajo de tesis.

En esta tesis presentamos un método objetivo para determinar la probabilidad de encontrar eventos extremos en la distribución de materia oscura fría. La frecuencia de estos eventos extremos es bien descrita por la distribución de Gumbel. En nuestra aproximación usamos un conjunto de simulaciones de N-Cuerpos para encontrar estructuras extremas. La distribución de Gumbel es una herramienta estadística que permite enfrentar la dificultad de la falta de muestras estadísticamente confiables de eventos extremos, anticipando la probabilidad de encontrar dichos eventos en una dada distribución, sin la necesidad de hacer suposiciones sobre la forma detallada de la distribución subyacente. Usamos esta técnica para determinar la probabilidad de encontrar concentraciones de cúmulos masivos (superestructuras o "*hot spots*"), tales como los identificados en el catálogo de galaxias 2dFGRS, utilizando el método de recuento en celdas. La aplicación de dicha técnica a los supercúmulos de galaxias, permite analizar la validez del modelo Λ CDM.

En este trabajo también llevamos a cabo un estudio detallado sobre la dependencia del clustering de las galaxias con las superestructuras. La comparación de dicho clustering de galaxias, diferenciando entre las galaxias pertenecientes a superestructuras y las que se sitúan fuera de las mismas, puede dar información valiosa sobre la evolución conjunta de las estructuras más masivas presentes actualmente en el Universo y las galaxias. Con tal fin, se estudió la dependencia del clustering de galaxias débiles en torno a galaxias brillantes según pertenezcan o no a superestructuras, utilizando la función de correlación cruzada con similares galaxias trazadoras. Mediante este análisis, se encuentra que la estructura interna de los grupos y cúmulos es un indicador sensible de las diferentes historias de agregación jerárquica dentro y fuera de superestructuras. También se realizó un análisis comparativo de las poblaciones estelares de las galaxias trazadoras en sistemas dentro y fuera de superestructuras, las cuales no presentan diferencias significativas en su historia de formación estelar.

Palabras Clave: Extragaláctica. Estructura en gran escala del Universo. Superestructuras. Función de correlación. Distribución de Gumbel.

Clasificaciones:

98.65.Cw Galaxy clusters.

98.65.Dx Superclusters; large-scale structure of the Universe (including voids, pancakes, great wall, etc.)

98.62.Ai Origin, formation, evolution, age, and star formation

ABSTRACT

During the last years, different analyses of large scale structure distribution and studies of galaxies and systems formation, have contributed to encourage the standard cosmological model Λ CDM. This model has been successfully contrasted with the distribution of galaxies in large scale based mainly on second order statistics, such as power spectrum or correlation function. Despite these agreements, the existence of superstructures, which could invalidate this model, has been studied through different analysis. One of the main difficulties of such studies is the lack of statistically reliable samples of extreme events. They have also been carried out many theoretical studies about the formation history of systems and its assembly bias, which reinforces the interest of observational studies on these issues. These two important aspects are the main motivation for the analysis developed in this thesis.

In this work, we introduce an objective method to assess the probability of finding extreme events in the distribution of cold dark matter. The frequency of these extreme events is well described by a Gumbel distribution. This distribution can then be used to forecast the probability of finding extreme events in a given distribution. We use our technique to assess the chance of finding concentrations of massive clusters (superstructures or *hot spots*), like the two found in the two-degree field galaxy redshift survey (2dFGRS) using a count-in-cells analysis. There is no need to specify the form of the underlying probability distribution of cluster counts. The application of this technique to superclusters of galaxies, allows to analyze the validity of the Λ CDM cosmological model.

In this work we also analyze the influence of superstructures on the clustering of galaxies. We compare the differences in clustering of galaxies located in and out superstructures which provide an insight on the joint evolution of the largest structures in the Universe and the galaxies. Using correlation functions as statistical tools, we study the dependence of the clustering of faint galaxies around bright galaxies according to their pertence to superstructures, using the same faint galaxy tracers. We also analyzed the stellar population of tracer galaxies in systems in and outside superstructures, finding a lack of significant differences in their star formation history. We find that cross-correlation functions as usefull measures of the internal structure of galaxy systems provide important hints of the different evolution of systems inside and outside superstructures.

Índice general

| | |
|---|-----------|
| 1. El Origen de la Estructura en el Universo | 8 |
| 1.1. Fundamentos del Modelo Cosmológico | 9 |
| 1.2. Modelos lineales y no lineales | 13 |
| 1.3. Formación de la Estructura en Gran Escala | 17 |
| 2. Estructuras en Gran Escala del Universo | 21 |
| 2.1. Formación de Estructuras | 22 |
| 2.2. Grandes Estructuras | 25 |
| 2.3. Definición de Supercúmulos | 28 |
| 2.4. Métodos de Identificación | 29 |
| 2.4.1. Método Friends of Friends | 31 |
| 2.4.2. Método de Campo de Densidad | 33 |
| 3. Métodos de Análisis | 35 |
| 3.1. Mediciones Estadísticas | 36 |
| 3.2. Función de Correlación y Espectro de Potencias | 37 |
| 3.2.1. Estimaciones de Distancias | 40 |
| 3.2.2. Estimación de la Función de Correlación | 42 |
| 3.3. Teoría del Valor Extremo | 43 |
| 3.4. Recuento en Celdas | 45 |

| | |
|---|------------|
| <i>ÍNDICE GENERAL</i> | 7 |
| 4. Datos Analizados | 47 |
| 4.1. Catálogos de Galaxias | 48 |
| 4.1.1. 2dFGRS: 2 degree Field Galaxy Redshift Survey | 48 |
| 4.1.2. Catálogo de Grupos del 2dFGRS | 49 |
| 4.1.3. SDSS: Sloan Digital Sky Survey | 53 |
| 4.1.4. Catálogo de Grupos de SDSS-DR7 | 57 |
| 4.1.5. Catálogo de Superestructuras del SDSS-DR7 | 57 |
| 4.2. Simulaciones de N-Cuerpos | 61 |
| 5. Superestructuras y el Modelo ΛCDM | 64 |
| 5.1. Introducción | 65 |
| 5.2. Antecedentes | 65 |
| 5.3. Datos analizados: Supercúmulos del 2dFGRS | 67 |
| 5.4. Resultados | 69 |
| 5.5. Conclusiones | 77 |
| 6. Clustering dentro y fuera de Superestructuras | 79 |
| 6.1. Introducción | 80 |
| 6.2. Correlaciones cruzadas entre centros brillantes y trazadores débiles | 81 |
| 6.3. Análisis de muestras de galaxias centros con igual mediana en luminosidad | 82 |
| 6.4. Análisis de muestras de galaxias centros con igual mediana en masa | 84 |
| 6.5. Análisis de muestras de galaxias centros con igual mediana en masa y luminosidad | 89 |
| 6.6. Análisis de las poblaciones estelares de galaxias trazadoras | 94 |
| 6.7. Conclusiones | 97 |
| 7. Conclusiones Generales | 101 |
| 7.1. Conclusiones | 102 |

Capítulo 1

El Origen de la Estructura en el Universo

En los últimos años, una gran variedad de observaciones de precisión, principalmente mediciones de las fluctuaciones de temperatura en el Fondo Cósmico de Microondas han ayudado a fortalecer al modelo Λ CDM como modelo cosmológico estándar. Este modelo ha sido contrastado con la distribución de galaxias en gran escala principalmente en base a estadísticas de segundo orden, tales como el espectro de potencias o la función de correlación. La comparación de los resultados obtenidos mediante diversos análisis realizados en los grandes catálogos observacionales de galaxias, con las predicciones teóricas del modelo Λ CDM permiten validar dicho modelo, afianzándolo como el modelo cosmológico actualmente más aceptado.

1.1. Fundamentos del Modelo Cosmológico

Nuestro conocimiento actual sobre el universo está basado en la teoría del Big Bang, la cual explica su evolución desde la primera fracción de segundos hasta su estado actual, alrededor de 13000 millones de años atrás. Esta teoría está basada en cuatro fuertes pilares, un marco teórico basado en la relatividad general, tal como fue adelantado por Albert Einstein y Alexander A. Friedmann en la década de 1920, y tres hechos observacionales: Primero, la expansión del universo, descubierta por Edwin P. Hubble en la década de 1930, según el alejamiento de las galaxias con una velocidad proporcional a sus distancias con respecto a nosotros. Segundo, la abundancia relativa de elementos livianos, explicada por George Gamow en la década de 1940, los cuales se originaron en las reacciones nucleares ocurridas entre un segundo y unos pocos minutos después del Big Bang, momento en el cual el universo era aún más caliente que el núcleo del sol. Tercero, la radiación de fondo de microondas (CMB), descubierta en 1965 por Arno A. Penzias y Robert W. Wilson como una radiación isotrópica de un cuerpo negro a una temperatura de 3 grados Kelvin, emitida cuando el universo estaba lo suficientemente frío como para formar átomos neutros, y para que los fotones se desacoplen de la materia, aproximadamente unos 500000 años después del Big Bang. Actualmente, las precisas observaciones que pueden realizarse han ayudado a establecer el Big Bang como el modelo más adecuado para describir la evolución del universo.

La evolución del universo y su estructura en gran escala son determinadas por interacciones gravitacionales y por lo tanto están descritas por las ecuaciones de campo de Einstein, las cuales rigen la evolución de la métrica $g_{\mu\nu}$ del espacio tiempo. Las ecuaciones de la Relatividad General toman la forma:

$$G_{\mu\nu} \equiv R_{\mu\nu} - \frac{1}{2}g_{\mu\nu}R = 8\pi GT_{\mu\nu} + \Lambda g_{\mu\nu}, \quad (1.1)$$

donde $T_{\mu\nu}$ es el tensor de energía-impulso, $G_{\mu\nu}$ es el tensor de Einstein, Λ es la constante cosmológica, R es el escalar de curvatura y $R_{\mu\nu}$ es el tensor de Ricci, los cuales se definen como sigue:

$$R \equiv R^\mu{}_\mu, \quad (1.2)$$

$$R_{\mu\nu} \equiv R^k{}_{\mu k \nu}. \quad (1.3)$$

El tensor de Riemman se define de acuerdo a la convención

$$R^\mu{}_{\nu k \lambda} \equiv \partial_k \Gamma^\mu{}_{\nu \lambda} - \partial_\lambda \Gamma^\mu{}_{\nu k} + \Gamma^\mu{}_{\alpha k} \Gamma^\alpha{}_{\nu \lambda} - \Gamma^\mu{}_{\alpha \lambda} \Gamma^\alpha{}_{\nu k}, \quad (1.4)$$

donde los coeficientes de la conexión afín son

$$\Gamma_{\nu\lambda}^{\mu} \equiv \frac{1}{2}g^{\mu\nu}(\partial_{\nu}g_{k\lambda} + \partial_{\lambda}g_{k\nu} - \partial_k g_{\nu\lambda}). \quad (1.5)$$

Utilizando la ecuación 1.1 y el llamado Principio Cosmológico, hipótesis de que el universo es homogéneo e isótropo en sus secciones espaciales, se encuentra la métrica del espacio-tiempo más general que satisface la homogeneidad e isotropía en escalas grandes (Friedmann-Robertson-Walker, FRW):

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

donde el factor de escala $a(t)$ (expansión del universo), y la constante de curvatura k (1, 0 ó -1 dependiendo si el universo es cerrado, plano o abierto respectivamente) determinan el modelo cosmológico. El factor $a(t)$ determina la cinemática del universo, y k caracteriza su curvatura espacial.

Considerando la métrica de la ecuación 1.6 y las ecuaciones de campo de Einstein se obtienen las ecuaciones para $a(t)$ y k , para lo cual es necesario introducir el tensor energía momento $T_{\mu\nu}$. La forma más general que puede tomar $T_{\mu\nu}$, tal que sea compatible con la hipótesis de un modelo homogéneo e isotrópico, es la de un fluido perfecto. Es decir que, al contenido de la materia y energía le corresponde un tensor energía momento dado por:

$$T^{\mu\nu} = pg^{\mu\nu} + (p + \rho)U^{\mu}U^{\nu}, \quad (1.7)$$

donde $p(t)$ y $\rho(t)$ son la presión y la densidad de energía del fluido respectivamente, para un dado parámetro de la expansión, y U^{μ} es la cuadrivelocidad comóvil.

El tensor de Einstein puede ser calculado a partir de la métrica de FRW. Las componentes G_0^i se anulan y las componentes G_i^j son proporcionales a la matriz identidad

$$G_0^0 = \frac{3}{a^2}(\dot{a}^2 + k) - \Lambda, \quad (1.8)$$

$$G_j^i = \frac{3}{a^2}(2a\ddot{a} + \dot{a}^2 + k)\delta_j^i. \quad (1.9)$$

Así, las ecuaciones de campo 1.1 se reducen a las ecuaciones de Friedmann:

$$H^2 = \left(\frac{\dot{a}}{a}\right)^2 = \frac{8\pi G}{3}\rho + \frac{\Lambda}{3} - \frac{k}{a^2}, \quad (1.10)$$

$$\frac{\ddot{a}}{a} = -\frac{4\pi G}{3}(\rho + 3p) + \frac{\Lambda}{3}, \quad (1.11)$$

donde H se define como el parámetro de Hubble.

Podemos definir la densidad crítica ρ_c , la cual en ausencia de una constante cosmológica Λ correspondería a un universo plano, como sigue:

$$\rho \equiv \frac{3H_0^2}{8\pi G}, \quad (1.12)$$

donde H_0 es la constante de Hubble.

En términos de esta densidad crítica es posible definir el parámetro de densidad, $\Omega_i \equiv \frac{\rho_i}{\rho_c}$, correspondiente a cada especie del universo; es decir, para la materia, la radiación, la constante cosmológica y para la curvatura en la actualidad,

$$\Omega_M = \frac{8\pi G\rho_M}{3H_0^2}, \quad (1.13)$$

$$\Omega_\Lambda = \frac{\Lambda}{3H_0^2}, \quad (1.14)$$

$$\Omega_k = -\frac{k}{a_0^2 H_0^2}. \quad (1.15)$$

Si consideramos un modelo de Universo plano tenemos que $\Omega_M + \Omega_\Lambda + \Omega_k = 1$ y podemos escribir la densidad de materia y la constante cosmológica como una función del factor de escala ($a_0 \equiv 1$)

$$\Omega_M(a) = \frac{8\pi G\rho_M}{3H^2(a)} = \frac{\Omega_M}{a + \Omega_M(1 - a) + \Omega_\Lambda(a^3 - a)}. \quad (1.16)$$

En este caso, si $a \rightarrow 0 \Rightarrow \Omega_M(a) \rightarrow 1$, y si $a \rightarrow \infty \Rightarrow \Omega_M(a) \rightarrow 0$.

$$\Omega_\Lambda(a) = \frac{\Lambda}{3H^2(a)} = \frac{\Omega_\Lambda a^3}{a + \Omega_M(1 - a) + \Omega_\Lambda(a^3 - a)}. \quad (1.17)$$

En este caso, si $a \rightarrow 0 \Rightarrow \Omega_\Lambda(a) \rightarrow 0$, y si $a \rightarrow \infty \Rightarrow \Omega_\Lambda(a) \rightarrow 1$.

A pesar de que la teoría del Big Bang es la teoría aceptada actualmente, no puede explicar la estructura global del universo respondiendo por qué el universo es plano espacialmente o

la materia está tan homogéneamente distribuída en escalas grandes, ni tampoco da indicios sobre el espectro primordial de las perturbaciones en densidad o la naturaleza de la materia oscura.

Debido a ésto se plantea el paradigma de la *Inflación* como mecanismo para explicar lo anteriormente mencionado, y en particular el hecho de que el espectro de potencias observado se ajusta muy bien utilizando un modelo de universo plano ($k = 0$). La homogeneidad observada en el CMB es otro de los problemas que la teoría del Big Bang no puede explicar dado que regiones no conectadas causalmente poseen fluctuaciones pequeñas en temperatura ($\Delta T/T \sim 10^{-5}$). En este paradigma, en el inicio del Universo, el factor de escala $a(t)$ crece exponencialmente durante un tiempo muy breve, para después continuar con su crecimiento según FRW. Durante ese período se ponen en contacto causal a regiones disconexas y se anula la curvatura local, por lo tanto da una explicación razonable de las observaciones.

El descubrimiento de que la tasa de expansión del Universo se está acelerando fue uno de los avances claves de la cosmología de los años 1990 (Riess et al. 1998; Permuter et al. 1999). Actualmente, uno de los desafíos principales de la cosmología es entender la naturaleza de la energía oscura y su comportamiento.

En las últimas décadas, el conocimiento de los parámetros cosmológicos básicos, los cuales describen el contenido del Universo y su historia de expansión, ha mejorado notablemente. Este progreso es el resultado de los avances logrados en dos ámbitos diferentes. El primero corresponde a los avances en las bases de datos, las cuales proveen una clara visión del Universo, con resoluciones nunca antes logradas. Y en segundo lugar, al desarrollo de herramientas teóricas necesarias para la interpretación de dichas mediciones. Actualmente, la precisión con la que se conoce el valor de muchos parámetros cosmológicos es del orden del 10 %.

En los últimos años, el modelo de materia oscura fría (CDM, por su sigla en inglés) ha cobrado importancia como la descripción más acertada del Universo. En este modelo, más del 70 % de la densidad presente en el Universo, se encuentra en forma de energía oscura. Actualmente, no hay ningún modelo que logre conciliar la magnitud de la energía oscura con el valor esperado debido a los argumentos de la física de partículas. Una descripción simple de la energía oscura, está dada por la ecuación de estado, la cual relaciona su presión, P , y la densidad, ρ , la cual está contenida en el parámetro $w = P/\rho c^2$. Si la energía oscura tiene la forma de la constante cosmológica, $w = -1$. A pesar de que hay indicios de que la energía oscura sería la análoga de la constante cosmológica (Riess et al., 2004; Sánchez et al., 2006), debido a la ausencia de un modelo teórico definitivo para la energía oscura, es posible pensar que la ecuación de estado podría depender del espacio y/o el tiempo.

En otras palabras, el modelo cosmológico actualmente aceptado es Λ CDM: Un universo plano, con constante cosmológica Λ , que además de la materia ordinaria, contiene materia oscura fría (CMD). Esta descripción representa al modelo de concordancia del Big-Bang, explicando las observaciones cósmicas realizadas sobre la radiación del fondo cósmico de microondas, así como la estructura a gran escala del universo y las observaciones realizadas sobre las supernovas. Dicho modelo ayuda a explicar la aceleración del universo. Es el modelo conocido más simple que está de acuerdo con las observaciones. Sus parámetros son (Sánchez et al. 2006): $\Omega_m = 0,237 \pm 0,020$; $\Omega_\Lambda = 1 - \Omega_m$; $\Omega_K = 0$; $H_0 = (74 \pm 2) \text{ km/s/Mpc}$.

El universo se encuentra dominado por gravitación en casi todas las escalas de interés astronómico. La materia se atrae irremediamente entre sí. Sin embargo, según el modelo cosmológico de concordancia Λ CDM, el universo está en el comienzo de una era dominada por lo que se denomina energía oscura (que en algunos modelos, y particularmente en el de concordancia, resulta totalmente análoga a la constante cosmológica de Einstein). Este dominio genera una expansión acelerada del universo entero, inhibiendo el proceso de formación de estructuras. La etapa actual es de transición del dominio de la materia oscura al dominio de la energía oscura, por lo tanto las estructuras que hoy se encuentran en proceso de formación continuarán su evolución interna viéndose cada vez menos afectadas por las estructuras circundantes, e irán alejándose cada vez más una de otras, convirtiéndose en “universos islas”.

1.2. Modelos lineales y no lineales

Tal como se presentó en la sección anterior, el modelo cosmológico más aceptado actualmente, se basa en la hipótesis de que el universo es homogéneo e isótropo. Sin embargo, la distribución de galaxias no es uniforme, situación esperable si el universo fuese homogéneo, sino que presenta diversos tipos de estructuras, tales como cúmulos, filamentos, vacíos, entre otras. Es decir que en escalas pequeñas, el universo presenta una distribución fuertemente no uniforme. Por el contrario, en escalas superiores, el universo sí presenta homogeneidad e isotropía. Es por ésto que, en la práctica, el principio cosmológico es la hipótesis de que, globalmente, esta inhomogeneidad puede ser despreciada o ser tratada de manera perturbativa.

En la actualidad, se observan diversas estructuras tales como galaxias, grupos, cúmulos y supercúmulos de galaxias, las cuales se originaron a partir de fluctuaciones primordiales en la densidad de materia del universo. Dichas fluctuaciones evolucionaron y fueron amplificadas por inestabilidad gravitacional hasta alcanzar las magnitudes observadas en el presente. El contenido de materia del universo es lo que condiciona la escala característica de las pertur-

baciones. Estas inhomogeneidades revelan características importantes sobre las condiciones iniciales del Big-Bang y sobre los procesos físicos que han afectados la distribución de la materia desde entonces. Es por ésto que, estudiando las perturbaciones de densidad iniciales y su evolución temporal, se puede entender cómo el universo se alejó de su estado inicial cuasi-homogéneo.

La distribución de masa se representa mediante la distribución correspondiente a un modelo homogéneo de fondo ($\bar{\rho}_b$) más un término perturbativo $\delta(\vec{x}, t)$, el cual representa las fluctuaciones primordiales de densidad:

$$\rho(\vec{x}, t) = \bar{\rho}_b(t)[1 + \delta(\vec{x}, t)]. \quad (1.18)$$

El campo de fluctuaciones de densidad se define como:

$$\delta(\vec{x}, t) = \frac{\rho(\vec{x}, t) - \bar{\rho}_b(t)}{\bar{\rho}_b(t)}. \quad (1.19)$$

Esta expresión indica el apartamiento de la densidad en un punto respecto a la densidad media del universo, la cual recibe el nombre de contraste de densidad.

Considerando los principios de homogeneidad e isotropía mencionados previamente, se puede asumir que el universo es periódico si se considera un volumen infinito, por lo que el contraste de densidad puede expresarse mediante un desarrollo en serie de Fourier:

$$\delta(\vec{x}, t) = \sum_j \delta(\vec{k}_j, t) e^{-i\vec{k}_j \vec{x}}, \quad (1.20)$$

donde $\delta(\vec{k}_j, t)$ representa la amplitud del modo j , \vec{k}_j es el j -ésimo vector número de onda que proviene del desarrollo de Fourier, donde $|\vec{k}_j| = \frac{2\pi}{\lambda_j}$.

Teniendo en cuenta estas fluctuaciones, se define el espectro de potencias $P(k)$, el cual está dado por la siguiente expresión:

$$P(k) = \langle |\delta(\vec{k})|^2 \rangle, \quad (1.21)$$

donde δ es promediada en todas las direcciones. La forma de $P(k)$ depende de la forma del espectro de potencias primordial, de la evolución temporal lineal de cada una de las longitudes de onda involucradas y de las partículas que componen el universo. Tal como se mencionó en la sección anterior, el modelo de materia oscura es el más aceptado actualmente para describir

el universo. En este modelo, el espectro de potencias sólo depende de la constante de Hubble H_0 , el parámetro de densidad Ω_m y la constante cosmológica Λ . La evolución no lineal del espectro de potencias determina finalmente las características de las estructuras que se observan actualmente en el universo.

Si se aplican las ecuaciones de continuidad y de Euler, las cuales describen el comportamiento de un fluido, y considerando la aproximación de perturbaciones pequeñas, $\delta \ll 1$, se obtiene (Peebles, 1980):

$$\frac{\partial^2 \delta}{\partial t^2} + 2 \frac{\dot{a}}{a} \frac{\partial \delta}{\partial t} = 4\pi G \bar{\rho}_b \delta. \quad (1.22)$$

Hay dos soluciones analíticas independientes para esta ecuación lineal, pero sólo una de ellas es creciente en el tiempo. Este modo creciente es el que domina la evolución de la densidad. Por consiguiente, durante el crecimiento lineal de las perturbaciones de densidad, estas mantienen su forma en coordenadas comóviles y crecen proporcionalmente al factor $D(t)$. Este factor de crecimiento está dado por (Peebles, 1980):

$$D(t) \propto \frac{(\Omega_\Lambda a^3 + \Omega_K a + \Omega_m)^{1/2}}{a^{3/2}} \int^a \frac{a^{3/2} da}{(\Omega_\Lambda a^3 + \Omega_K a + \Omega_m)^{3/2}}. \quad (1.23)$$

A través de esta expresión, podemos estudiar la evolución temporal de las perturbaciones de manera analítica, siempre y cuando, estén bajo el régimen lineal. Cuando $\delta(\vec{k}_j, t) \sim 1$ la teoría lineal deja de ser válida y es necesario recurrir a otro método para analizar la evolución no lineal. Para entender la etapa de evolución no lineal de las perturbaciones se pueden utilizar extensiones numéricas de la teoría lineal o simulaciones numéricas, las cuales permiten seguir el crecimiento no lineal de δ , y reconstruir así la formación de las estructuras. En el Capítulo 4 se realiza una descripción detallada de dichas simulaciones.

Para estudiar el crecimiento no lineal de las fluctuaciones en densidad, se utiliza la aproximación de Zeldovich, para la cual, se fija el desplazamiento inicial de las partículas y se asume que continúan moviéndose en su dirección inicial; por lo que se puede escribir la posición de una partícula en coordenadas Eulerianas como sigue:

$$\vec{x}(t) = a(t)\vec{q} + b(t)\vec{f}(\vec{q}), \quad (1.24)$$

donde $\vec{x}(t)$ es la posición euleriana, la cual está afectada por la expansión del universo (por lo cual depende del tiempo), mientras que q es la posición Lagrangiana, la cual no varía con el tiempo, es decir, la posición de una partícula se mantiene constante en coordenadas Lagrangianas.

La ecuación anterior es semejante a la expansión de Hubble con una perturbación que se hace despreciable cuando $t \rightarrow 0$. La expresión $b(t)$ representa una función que escala el campo de desplazamiento $\vec{f}(\vec{q})$, el cual es independiente del tiempo.

Lo que se quiere determinar es la densidad Euleriana en términos de la densidad Lagrangiana, ya que esta última se mantiene constante. Para hacer esta transformación se calcula el Jacobiano del campo de desplazamiento $\vec{f}(\vec{q})$. Asumiendo que la perturbación de densidad está originada por el modo creciente, $\vec{f}(\vec{q})$ es irrotacional, por lo que podemos escribirlo como el gradiente de una función. Al calcular el Jacobiano del gradiente de una función, lo que queda es una derivada segunda, es decir,

$$\vec{f}(\vec{q}) = \Delta\psi(\vec{q}) \Rightarrow \frac{\delta f_i}{\delta q_j} = \frac{\delta^2\psi}{\delta q_i \delta q_j}. \quad (1.25)$$

Sabiendo que la función es simétrica, lo que queda es un tensor simétrico, por lo cual es diagonalizable y pueden calcularse sus autovalores. Llamando a dichos autovalores $(-\alpha, -\beta, -\gamma)$, podemos expresar la densidad Euleriana como

$$\frac{\rho}{\rho_0} = \left[\left(1 - \frac{b}{a}\alpha\right) \left(1 - \frac{b}{a}\beta\right) \left(1 - \frac{b}{a}\gamma\right) \right]^{-1}. \quad (1.26)$$

El colapso comienza a lo largo del eje definido por el autovalor más grande en valor absoluto. A modo de ejemplo, consideremos un elipsoide triaxial, en el cual el colapso comenzaría a lo largo del eje más corto. De este modo, la gravedad acentúa las asfericidades formando estructuras aplanadas que se conocen con el nombre de paredes o panqueques. Una vez que el panqueque está formado, comienza el colapso en el siguiente eje más corto, dando origen a las estructuras alargadas, las cuales se conocen con el nombre de filamentos. Por último, la concentración de los filamentos es lo que se conoce como nodos.

Mediante la aproximación de Zeldovich puede explicarse la evolución de las regiones sobredensas, pero esta aproximación no brinda información acerca de la evolución de las regiones subdensas, las cuales se conocen como voids (vacíos). Para esto, lo que se usa es el Teorema de la Burbuja propuesta por Icke en 1984, el cual basa la evolución de los voids en tres características principales:

- Las regiones subdensas o vacíos se expanden a medida que las regiones sobredensas colapsan
- Las asfericidades desaparecen a medida que los vacíos crecen, lo cual quiere decir que a medida que los vacíos crecen se hacen cada vez más esféricos.

- El campo de velocidad es lineal en función de la posición, lo cual es equivalente a decir que dentro de los vacíos se produce una expansión como la del universo, pero con velocidad más alta, por lo que se denomina expansión Super-Hubble.

1.3. Formación de la Estructura en Gran Escala

Aunque el fondo isotrópico de microondas indica que en el pasado el universo era extraordinariamente homogéneo, sabemos que el universo actual no es exactamente homogéneo: observamos galaxias, cúmulos y supercúmulos en escalas grandes. Se supone que estas estructuras se originaron a partir de inhomogeneidades primordiales muy pequeñas que crecieron con el tiempo debido a la inestabilidad gravitacional, y estas a su vez deben haberse originado a partir de minúsculas ondas en la métrica, como materia cayendo en sus depresiones. Esas ondas deben haber dejado algún indicio, tal como anisotropías de la temperatura en el fondo de microondas, y sin duda tales anisotropías fueron finalmente descubiertas por el satélite COBE en 1992. La razón por la cual se tardó tanto tiempo en descubrir dichas anisotropías es que aparecen como perturbaciones en la temperatura de tan sólo una parte en 10^5 .

Mientras las anisotropías predichas fueron finalmente observadas en el CMB, no todos los tipos de materia y/o evolución del universo pueden dar origen a la estructura observada actualmente. Si definimos el contraste de densidad, tal como en la sección anterior, como

$$\delta(\vec{x}, a) = \frac{\rho(\vec{x}, a) - \bar{\rho}(a)}{\bar{\rho}(a)} = \int d^3k \vec{\delta}_k(a) e^{i\vec{k}\cdot\vec{x}}, \quad (1.27)$$

donde $\bar{\rho}(a) = \rho_0 a^{-3}$ es la densidad cósmica promedio, necesitamos una teoría que haga que el contraste de densidad con amplitud igual a $\delta \sim 10^{-5}$ en la superficie de último scattering ($z = 1100$) crezca hasta un contraste de densidad del orden de $\delta \sim 10^2$ para galaxias a redshift $z \ll 1$, es decir, en la actualidad. Este es un requisito necesario para cualquier teoría consistente de la formación de estructura.

Además, las anisotropías observadas por el satélite COBE corresponden a un espectro de potencias primordial de las fluctuaciones en densidad de pequeña amplitud e invariante en escala

$$P(k) = \langle |\delta_k|^2 \rangle \propto k^n, \text{ con } n = 1 \quad (1.28)$$

donde los corchetes $\langle \rangle$ representan la integración sobre un conjunto de diferentes muestras de universos. Cuando la materia cayó dentro de las depresiones de ese campo, originó perturbaciones en la densidad que colapsaron gravitacionalmente para formar galaxias y cúmulos

de galaxias, con un espectro que también es invariante en escala.

Actualmente, varios telescopios están explorando las regiones más distantes del universo y descubriendo las primeras galaxias a grandes distancias. Las galaxias observadas más lejanas corresponden a redshifts $z \cong 7$, ó 12 billones de años luz de la Tierra, cuya luz fue emitida cuando el universo tenía sólo aproximadamente el 5% de la edad actual. Sólo se conocen unas pocas galaxias a estos redshifts, pero hay varios catálogos que estudian la distribución de cientos de miles galaxias con distancias hasta 3 billones año luz, o $z < 0,3$. Estos catálogos nos dan información sobre la evolución de cúmulos de galaxias en el universo, y ponen restricciones en la teoría de la formación de estructuras. A partir de esas observaciones, uno puede deducir que la mayoría de las galaxias se formaron en redshifts del orden de $2 - 6$; los cúmulos de galaxias se formaron a redshift del orden de 1, y los supercúmulos se están formando ahora. Esto quiere decir que la estructura cósmica se formó desde abajo hacia arriba: a partir de las galaxias se formaron los cúmulos, y con ellos los supercúmulos. Esto es lo que se conoce como *formación jerárquica de la estructura*.

A partir de la nucleosíntesis del Big Bang, sabemos que todos los bariones del universo no pueden dar razón de la cantidad de materia observada, por lo cual debe haber alguna materia extra (como no podemos verla, la llamamos materia oscura) para dar razón de su atracción gravitatoria. Si dicha materia es relativista (caliente) o no-relativista (fría) podría ser deducido a partir de las observaciones: las partículas relativistas tienden a difundirse desde una concentración de materia, por lo cual hay transporte de energía evitando el crecimiento de la estructura en pequeñas escalas. Esto se excluye debido a las observaciones, por lo que concluimos que la mayor parte de la materia responsable de la formación de estructura debe ser fría. Cuanta materia hay es, hasta el momento, un tema de debate.

Actualmente, la teoría estándar de la formación de la estructura es un modelo de materia oscura fría con una constante cosmológica distinta de cero en un universo espacialmente plano. El colapso gravitacional amplificó el contraste de densidad inicialmente a través de un crecimiento lineal y después a través del colapso no lineal. Durante el proceso, las regiones sobredensas se desacoplan de la expansión de Hubble para convertirse en sistemas ligados, los cuales comienzan a atraerse unos a otros para formar estructuras ligadas más grandes.

El espectro primordial es nuevamente sometido por la inestabilidad gravitacional después de que el universo es dominado por la materia y las inhomogeneidades pueden crecer. La teoría de la perturbación lineal muestra que el modelo de crecimiento de los pequeños contrastes de densidad va como

$$\delta(a) \propto a^{1+3\omega} = a^2, \text{ si } \rightarrow a < a_{eq} \quad (1.29)$$

$$\delta(a) \propto a^{1+3\omega} = a, \text{ si } \rightarrow a > a_{eq} \quad (1.30)$$

en el límite de Einstein-de Sitter ($\omega = p/\rho = 1/3$ y 0, para la radiación y la materia respectivamente). Como el contraste de densidad en el último scattering es del orden de $\delta \sim 10^{-5}$, y el factor de escala ha crecido desde entonces sólo en un factor $z_{dec} \sim 10^3$, uno esperaría un contraste de densidad actual del orden de $\delta_0 \sim 10^{-2}$. Sin embargo, observamos que regiones con contraste de $\delta \sim 1$ son frecuentes en escalas de $8h^{-1}Mpc$. ¿Como puede esto ser posible? El fondo de microondas muestra anisotropías debidas a fluctuaciones de sólo la componente bariónica de la materia (a la cual los fotones se acoplan electromagnéticamente). Si hay además una componente adicional de materia que se acople sólo a través de interacciones muy débiles, las fluctuaciones en esta componente podrían crecer tan pronto como ésta se desacopla del plasma, antes de que los fotones se desacoplen de los bariones. La razón por la cual las inhomogeneidades bariónicas no pueden crecer es la presión de los fotones: como los bariones colapsan hacia las regiones más densas, la presión de la radiación detiene eventualmente la contracción y levanta ondas acústicas en el plasma que evitan el crecimiento de las perturbaciones, hasta el desacople de los fotones. Por otro lado, una componente que sea materia oscura débilmente interactuante podría empezar el colapso gravitacional mucho más temprano, aún antes de la igualdad de materia-radiación, y entonces alcanza las amplitudes del contraste de densidad observadas en la actualidad.

El contenido de materia oscura en el universo puede deducirse a partir del espectro de potencia (la transformada de Fourier de la función de correlación de dos puntos de las perturbaciones de densidad) de la estructura en gran escala observada. Uno puede descomponer el contraste de densidad en componentes de Fourier. Esto es muy conveniente ya que en la teoría lineal de perturbación las componentes individuales de Fourier evolucionan independientemente. Un número de onda comóvil k se dice que *entra en el horizonte* cuando $k = d_H^{-1}(a) = aH(a)$. Si una determinada perturbación, de longitud de onda $\lambda = k^{-1} < d_H(a_{eq})$, entra en el horizonte antes de la igualdad materia-radiación, la rápida expansión de la radiación previene a las perturbaciones de materia oscura del colapso. Como la luz sólo puede cruzar regiones que son menores al horizonte, la inhibición del crecimiento debido a la radiación es restringida a escalas menores al horizonte, mientras que las perturbaciones en gran escala permanecen inafectadas. Esta es la razón de por qué el tamaño del horizonte en la igualdad establece una importante escala para el crecimiento de la estructura,

$$k_{eq} = d_H^{-1}(a_{eq}) \cong 0,083(\Omega_M h)hMpc^{-1}. \quad (1.31)$$

El factor de inhibición puede ser fácilmente calculado como $f_{sup} = (a_{enter}/a_{eq})^2 = (k_{eq}/k)^2$. En otras palabras, el espectro de potencia procesado tiene la siguiente forma:

$$P(k) \propto k, \text{ si } \rightarrow k \ll k_{eq}, \quad (1.32)$$

$$P(k) \propto k^{-3}, \text{ si } \rightarrow k \gg k_{eq}. \quad (1.33)$$

Cuando los bariones empiezan a colapsar sobre los pozos de potencial de la materia oscura, convierten una gran parte de su energía potencial en la energía cinética de protones y electrones, ionizando el medio. Como consecuencia, esperamos ver una gran fracción de esos bariones constituyendo un gas caliente ionizado alrededor de los grandes cúmulos de galaxias. Esto es, sin duda, lo que se observa y confirma la descripción de la formación de estructura.

Con respecto al material constituyente de nuestro Universo, existen diferentes estudios que indican que vivimos en un Universo con densidad total cercana al valor crítico $\Omega = 1$, donde la mayor parte de la materia es no luminosa. Tales estudios incluyen observaciones de sistemas astrofísicos con tamaños que abarcan desde escalas galácticas a cosmológicas, tales como curvas de rotación de galaxias, lentes gravitacionales, velocidades orbitales de galaxias dentro de cúmulos, el fondo de microondas, la estructura en gran escala y la abundancia de elementos livianos. Sin embargo, pese a la gran cantidad de evidencias a favor de la existencia de materia oscura, no se ha tenido éxito a la hora de identificar la naturaleza de la partícula o partículas constituyentes de esta sustancia. Para tal fin se llevan a cabo métodos directos, los cuales están diseñados de manera tal de observar el *scattering* elástico de las partículas de materia oscura, como así también métodos indirectos, destinados a detectar el producto de la aniquilación de materia oscura (rayos gama, neutrinos, positrones, antiprotones, antideuterones, radiación de sincrotón, rayos X).

Capítulo 2

Estructuras en Gran Escala del Universo

El patrón de la estructura en gran escala del Universo, se presenta como una intrincada red de cúmulos y supercúmulos de galaxias, los cuales están separados por regiones de muy baja densidad que reciben el nombre de vacíos. Dicha red está principalmente compuesta por panqueques y filamentos, en cuya intersección se concentran regiones de muy alta densidad, donde los supercúmulos aparecen como nodos muy densos. El estudio de las propiedades de estos nodos, tales como su distribución, morfología y extensión, permiten obtener información sobre el comportamiento y evolución del Universo a gran escala. Debido a que los supercúmulos son estructuras muy extensas, resulta difícil conseguir una muestra estadística significativa de objetos, por lo que es conveniente hacer uso de simulaciones numéricas para lograr una mejor estadística en el análisis de dichas superestructuras.

2.1. Formación de Estructuras

Gracias a las observaciones del fondo de radiación cósmica de microondas se sabe que el Universo se originó aproximadamente 13.7 Gyr atrás, y en sus comienzos era muy denso y caliente y presentaba un estado casi uniforme. Sin embargo, si observamos el cielo actualmente, vemos estructuras en todas las escalas, desde estrellas y planetas hasta galaxias, y en escalas aún mucho mayores, cúmulos de galaxias y enormes vacíos entre las galaxias.

Según los modelos actuales, la estructura del universo visible se formó en las siguientes etapas:

- *El universo muy temprano:* En este escenario, algunos mecanismos, tales como la inflación cósmica son los responsables de establecer las condiciones iniciales del universo: homogeneidad, isotropía y planitud.
- *El plasma primordial:* En la mayor parte de esta etapa, el universo está dominado por radiación, y debido al *free streaming* las estructuras no pudieron crecer gravitacionalmente. No obstante, se produjo una importante evolución, la nucleosíntesis del Big Bang dió origen a los elementos primordiales y se emitió el fondo cósmico de microondas. La estructura detallada de la anisotropía del fondo cósmico de microondas también se originó en esa época.
- *Crecimiento lineal de la estructura:* Una vez que la materia, en particular la materia oscura, dominó el universo el colapso gravitacional comenzó a amplificar las pequeñas inhomogeneidades originadas por la inflación cósmica, haciendo que la materia caiga hacia las regiones más densas enrareciendo aún más las regiones enrarecidas. En esta época, las inhomogeneidades en la densidad pueden describirse mediante una simple ecuación diferencial lineal.
- *Crecimiento no lineal de la estructura:* A medida que las regiones más densas se hicieron aún más densas, la aproximación lineal que describe las inhomogeneidades de densidad comienza a fracasar, y comienza a ser necesario un tratamiento más detallado, usando la teoría completa Newtoniana de gravitación. En ese momento es donde comienzan a formarse las estructuras, tales como los cúmulos de galaxias y los halos de las galaxias. En este escenario sólo las fuerzas gravitacionales son importantes ya que la materia oscura, la cual se piensa que tiene interacciones muy débiles, es el componente dominante.
- *Evolución "Gastrofísica":* El último paso de la evolución es cuando las fuerzas electromagnéticas se vuelven importantes en la evolución de la estructura, donde la materia bariónica se agrupa densamente, como en el caso de estrellas y galaxias. En algunos

casos, tales como núcleos de galaxias activas y cuasares, la teoría Newtoniana fracasa y la teoría de la Relatividad General se vuelve necesaria. Esta etapa es muy difícil de analizar, ya que deben tenerse en cuenta diferentes efectos complicados, incluyendo la gravedad, la magnetohidrodinámica y las reacciones nucleares.

Las últimas tres etapas de la evolución ocurren en diferentes tiempos, dependiendo de la escala. Las escalas más grandes en el universo, todavía pueden ser bien aproximadas por la teoría lineal, mientras que los cúmulos de galaxias y los supercúmulos son no-lineales, y muchos fenómenos en la galaxia local deben ser modelados por una aproximación matricial, teniendo en cuenta todas las fuerzas. Esto es lo que se conoce como formación jerárquica de la estructura: las estructuras más pequeñas gravitacionalmente ligadas, tales como galaxias y cuasars, se formaron primero, seguidas por los grupos, cúmulos y supercúmulos de galaxias.

Es decir que, por lo explicado anteriormente, se cree que la estructura de la distribución de galaxias en gran escala se origina de la inestabilidad gravitacional de las pequeñas fluctuaciones en el campo de densidad inicial del Universo. Una prueba clave de esta hipótesis es que los supercúmulos de galaxias, en su proceso de formación, deberían generar acreción sistemática de otras galaxias. Esto debería ser evidente en el patrón de velocidades de recepción, produciendo una anisotropía en el "clustering" espacial de las galaxias inferido.

En 1934 Hubble demostró que el patrón de galaxias en el cielo no es aleatorio, y en los años sucesivos se han realizado intentos aún más ambiciosos de trazar la distribución de la materia visible en escalas cosmológicas. Para obtener un panorama tridimensional, los relevamientos con corrimiento al rojo utilizan la ley de Hubble, $v = H_0 r$, para determinar apropiadamente la distancia radial a un conjunto de galaxias. El primer gran relevamiento con estas características se realizó a principios de la década de 1980, y estaba limitado a unos pocos miles de redshifts, pertenecientes a la espectroscopía de la velocidad límite de los objetos individuales. En la década de 1990, los relevamientos con corrimiento al rojo se extendieron a volúmenes mucho mayores. Con dichos estudios se estableció que el universo es prácticamente uniforme en escalas por encima de $100h^{-1}$ Mpc ($h \equiv H_0/100 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$), pero con una compleja red no lineal de supercúmulos, compuesta por paredes, filamentos y vacíos en escalas más pequeñas. El origen de esta estructura en gran escala es uno de los temas claves en cosmología. Una suposición convincente es que la estructura creció mediante el colapso gravitatorio de las fluctuaciones de densidad, las cuales eran muy pequeñas en tiempos tempranos.

Los estudios sobre la distribución de galaxias en gran escala están generalmente enfocados en problemas tales como el testeo de hipótesis sobre la identidad de la materia oscura, la naturaleza de las perturbaciones iniciales de densidad y el mecanismo de crecimiento de la estructura. Las propiedades de la estructura observada en gran escala son frecuentemente

utilizadas para estimar los valores de los parámetros cosmológicos fundamentales. Aunque ninguno de estos temas pueden considerarse resuelto, actualmente hay un creciente consenso de que la materia oscura fría (CDM) es el candidato más probable para la materia oscura, que la estructura cósmica creció debido a la amplificación gravitacional de fluctuaciones iniciales de densidad en fase aleatoria de origen inflacionario, y que los parámetros cosmológicos fundamentales tiene los siguientes valores: parámetro de densidad $\Omega_0 \simeq 0,3$, término de la constante cosmológica $\Lambda_0 \simeq 0,7$ y constante de Hubble (en unidades de $100 km.s^{-1} Mpc^{-1}$) $h \simeq 0,7$. Las restricciones cosmológicas reflejan sólo un aspecto de la información codificada en el patrón del clustering de galaxias. Otro aspecto, igualmente interesante, tiene que ver con los procesos responsables de la formación y evolución de galaxias. Extraer este tipo de información requiere conjuntos de datos muy grandes, los cuales actualmente están disponibles gracias a la nueva generación de relevamientos de galaxias, tales como 2dF Galaxy Redshift Survey (2dFGRS, Peacock et al. 2001) y Sloan Digital Sky Survey (SDSS, Blanton et al. 2001). Se espera que estos nuevos conjuntos de datos provean, además de nuevas restricciones cosmológicas, un entendimiento más claro de cómo se manifiesta la física de la formación de galaxias en el clustering de galaxias, como una función de las propiedades internas tales como la morfología, la luminosidad, el color, o la tasa de formación de estrellas. Esto no sólo es importante para testear los modelos de formación de galaxias, sino también es necesario para extraer información cosmológica precisa de los nuevos relevamientos. Aunque parece ser convincente que en escalas grandes la distribución de galaxias traza la masa subyacente de una manera simple, se predice que hay complejos sesgos en las escalas pequeñas e intermedias.

Modelos teóricos actuales de la formación de estructuras en el Universo están basados en el paradigma de la inestabilidad gravitacional. Se cree que este modelo es el responsable del crecimiento de las pequeñas perturbaciones primordiales de densidad en las estructuras colapsadas no lineales tales como galaxias y cúmulos que son evidentes en el Universo actual. La premisa de la inestabilidad gravitacional ha sido analizada indirectamente mediante la comparación del clustering predicho por las simulaciones numéricas de la formación de estructuras cósmicas con la distribución de galaxias. Una prueba directa de este ingrediente fundamental de los modelos de formación de estructuras fue realizada usando el 2dFGRS por Peacock et al. (2001). El tamaño del 2dFGRS permitió el primer análisis preciso de la función de correlación de dos puntos de galaxias en escalas grandes. Peacock et al. demostraron que la función de correlación de dos puntos de pares separados por grandes distancias revelan una forma que es característica de los movimientos del *bulk* de las galaxias esperada en el escenario de la inestabilidad gravitacional.

2.2. Grandes Estructuras

El esquema de la estructura comienza a niveles estelares. Las estrellas están organizadas dentro de galaxias, las cuales a su vez forman cúmulos y supercúmulos que están separadas por inmensos vacíos, creando una vasta estructura en forma de esponja, llamada generalmente “red cósmica”. Hasta 1989, se asumía que los cúmulos virializados de galaxias eran las estructuras existentes más grandes, y estaban mas o menos uniformemente distribuídas en todo el universo, en todas las direcciones. Sin embargo, gracias a los datos obtenidos mediante los relevamientos con corrimiento al rojo, Geller & Huchra en 1989, descubrieron la “Gran Pared”, una lámina de galaxias de 500 millones de años luz de largo, 200 millones de ancho, pero sólo 15 millones de años luz de espesor. La existencia de esta estructura tardó mucho en darse a conocer ya que se necesitó determinar la posición tridimensional de las galaxias, lo cual implica combinar la información de las posiciones de las galaxias con la información de la distancia mediante el corrimiento al rojo. En abril de 2003, otra gran estructura fue descubierta, la Gran Pared del Sloan. En agosto de 2007, un supervacío fue detectado en la constelación de Eridanus. Este coincide con la “Mancha Fría del WMAP”, una región fría en el cielo de microondas que es altamente improbable bajo el modelo cosmológico favorecido actualmente.

En los estudios más recientes, el universo aparece como una colección de grandes vacíos como burbujas separados por paredes y filamentos de galaxias, con los supercúmulos apareciendo como nodos ocasionales relativamente densos. Esta red es claramente visible en los relevamientos de galaxias con corrimiento al rojo.

La estructura del universo es ampliamente estudiada mediante las observaciones. Uno de los indicadores de la estructura en gran escala es el estudio de las “Lyman alpha forest”. Esto es un conjunto de líneas de absorción en las líneas espectrales provenientes de quasars, las cuales son interpretadas como indicadores de la existencia de inmensas paredes finas de gas integraláctico (mayormente hidrógeno). Estas paredes estarían asociadas con la formación de nuevas galaxias.

Es importante tener algunas precauciones al momento de describir estructuras en escalas cósmicas. La distorsión de la luz debido a la gravitación (lentes gravitacionales) puede resultar en imágenes que parecieran originarse en una dirección diferente a la de su verdadera fuente. Esto es causado por los objetos (tales como galaxias) que curvan el espacio a su alrededor (tal como lo predice la relatividad general), reflectando los rayos de luz que pasan cerca. Este efecto es muy útil en muchos casos, ya que las lentes gravitacionales fuertes magnifican las galaxias distantes, haciendo que sea más fácil detectarlas.

La estructura en gran escala del Universo también luce diferente si sólo se utiliza el corrimiento al rojo para la determinación de la distancia de las galaxias. Por ejemplo, las galaxias ubicadas por detrás de un cúmulo de galaxias serán atraídas por el mismo, o sea caerán hacia él, por lo cual presentarán un leve corrimiento hacia el azul; en el lado más cercano, son levemente corridas hacia el rojo. Por consiguiente, el entorno del cúmulo aparece un tanto distorsionado si se utiliza el corrimiento al rojo para medir la distancia. Un efecto opuesto aparece en las galaxias que están dentro del cúmulo: las galaxias tienen un movimiento aleatorio alrededor del centro del cúmulo, y cuando estos movimientos aleatorios son transformados en corrimientos al rojo, el cúmulo parecerá ser elongado. Esto ocasiona el efecto conocido como los “dedos de Dios”: la ilusión de una larga cadena de galaxias orientada hacia la tierra.

Las observaciones y simulaciones de la estructura en gran escala del Universo han revelado la presencia de una red de filamentos y vacíos (voids) donde se encuentran la mayoría de las galaxias. Esto indica que el universo no es homogéneo en escalas por debajo de los $100h_{70}^{-1}$ Mpc, la cual es la escala de las estructuras de galaxias más grandes, a pesar de que se han encontrado estructuras aún mucho más grandes.

Actualmente es bien sabido que las galaxias forman varios sistemas, desde grupos y cúmulos hasta supercúmulos. Los sistemas de galaxias no están distribuidos de manera aleatoria en el espacio: grupos y cúmulos están preferentemente alineados en cadenas (filamentos), y el espacio entre ellos está poblado con galaxias a lo largo de dicha cadena. Los sistemas no-virializados más grandes de galaxias son los supercúmulos de galaxias los cuales contienen cúmulos y grupos de galaxias con sus filamentos de galaxias alrededor. Es decir, los supercúmulos fueron definidos como sistemas conectados no-virializados con densidades por encima de un cierto umbral de densidad.

Los supercúmulos contienen sistemas de galaxias de diferente riqueza: desde galaxias individuales, grupos de galaxias y filamentos hasta cúmulos ricos de galaxias. Las estructuras en gran escala mayores al radio virial de los cúmulos individuales más ricos ($\gtrsim 10h_{70}^{-1} Mpc$) son generalmente llamados supercúmulos de galaxias. Los supercúmulos son los sistemas, gravitacionalmente ligados, más grandes del Universo, a pesar de que no es del todo claro hasta que escalas se extienden realmente. Los supercúmulos forman sistemas de galaxias en escala intermedia entre los grupos y filamentos pobres, y toda la red cósmica.

Los supercúmulos de galaxias se han utilizado para un amplio rango de estudios y son herramientas esenciales para estudiar las perturbaciones de densidad en las escalas más grandes, las cuales dieron origen a la estructura en el Universo. Son particularmente interesantes ya que siempre evolucionaron en el régimen lineal y pueden ser tratados analíticamente. Los

supercúmulos pueden ser muy útiles para discriminar entre la materia oscura y los modelos de formación de estructuras (Scott et al., 2005).

Los supercúmulos evolucionan lentamente y contienen información del universo temprano. Son producto de las perturbaciones de densidad en gran escala, las cuales evolucionan muy lentamente. Por lo tanto, la distribución de los supercúmulos contiene información sobre el campo de densidad inicial en gran escala, y sus propiedades pueden ser utilizadas como una prueba cosmológica para distinguir entre diferentes modelos cosmológicos. La estructura interna de los supercúmulos conserva información sobre la formación y evolución de galaxias en escalas medias. Las propiedades de galaxias y grupos en diferentes entornos de supercúmulos pueden ser utilizados para estudiar la evolución de galaxias en escalas chicas. Debido a que los supercúmulos son aumentos masivos de densidad, son grandes atractores gravitacionales, lo cual distorsiona el fondo de radiación, brindando información sobre el campo gravitacional a través de la distorsión del CMB mediante el efecto de Sunyaev-Z'eldovich, el cual puede ser detectado utilizando los nuevos satélites, tales como el PLANCK (Einasto et al., 2007).

El estudio de grandes sistemas de galaxias se inició con el estudio del Supercúmulo Local por de Vaucouleurs (1953) y por Abell (1961) usando los cúmulos ricos de galaxias de Abell (1958) y Abell et al. (1989). La era moderna del estudio de varios sistemas de galaxias empezó cuando comenzaron a publicarse los nuevos relevamientos de galaxias con corrimiento al rojo. El primero de dichos relevamientos fue Las Campanas Galaxy Redshift Survey, seguido por el 2 degree Field Galaxy Redshift Survey (2dFGRS) y el Sloan Digital Sky Survey (SDSS). Estos relevamientos cubren grandes regiones del cielo y son lo suficientemente profundos como para permitir estudiar la distribución de galaxias a grandes distancias (Einasto et al., 2007). Estos nuevos relevamientos han demostrado que las propiedades morfológicas de las galaxias dependen del entorno cosmológico en gran escala. El entorno global más denso está dado en los supercúmulos de galaxias. Los datos contenidos en dichos relevamientos nos permiten estudiar en detalle las propiedades de las galaxias y su distribución espacial (Einasto et al. (2003a, 2003b); Einasto et al. (2005); Balogh et al. (2004); Croton et al. (2005); Lahav (2004 y 2005); Ragone et al. (2004)).

Comparaciones de las propiedades de los modelos de supercúmulos con los supercúmulos reales muestran que son muy similares. Los supercúmulos consisten es muchas cadenas (filamentos) de galaxias, grupos y cúmulos. Estas cadenas tienen diferentes longitudes, por lo que los supercúmulos son de forma asimétrica. El grado de asimetría es proporcional a la riqueza del supercúmulo, es decir, es mayor en los supercúmulos más ricos. Los supercúmulos más ricos son además más densos y contienen nodos luminosos, es decir, núcleos de alta densidad (Einasto, 2008).

Los supercúmulos de galaxias con dimensiones características mayores a $100h_{70}^{-1}$ Mpc son los mayores aumentos de densidad relativamente aislados en el Universo. Los supercúmulos brindan información sobre la evolución temprana de las estructuras en el Universo (Kofman et al., 1987) y sobre las propiedades de la actual red supercúmulos-vacíos (Einasto et al., 2007). Entre todos los supercúmulos, los más ricos merecen mayor atención, ya que comenzaron a formarse antes que otras estructuras, y son los sitios de las estrellas tempranas y de la formación de galaxias, y son los primeros lugares donde se formaron los sistemas de galaxias. El entorno de los supercúmulos afecta las propiedades de los grupos y cúmulos contenidos en ellos.

2.3. Definición de Supercúmulos

Las mayores estructuras gravitacionalmente ligadas del universo son los supercúmulos de galaxias, formados por galaxias, grupos y cúmulos. Estas estructuras se encuentran unidas a través de filamentos débiles de galaxias, con lo cual conforman la textura del universo como un todo.

Tradicionalmente, los supercúmulos se definen como “cúmulos de cúmulos” usando catálogos de cúmulos de galaxias, según Abell (1958,1961), o como regiones de alta densidad en la distribución de galaxias, según el estudio de Vaucouleurs (1953) sobre la Supergalaxia Local. Los supercúmulos cercanos se han encontrado principalmente debido a la combinación de datos de galaxias y cúmulos. Los primeros supercúmulos más distantes se encontraron casi exclusivamente mediante los catálogos de cúmulos ricos de galaxias de Abell (1958) y Abell et al. (1989). Recién en los últimos años se han hallado supercúmulos distantes usando relevamientos profundos de galaxias con corrimiento al rojo, tales como Las Campanas Galaxy Redshift Survey, el 2 degree Field Galaxy Redshift Survey (2dFGRS) y el Sloan Digital Sky Survey (SDSS). En todas las investigaciones de supercúmulos debe enfrentarse el problema de determinar cómo definir supercúmulos. Para visualizar el problema, en la Figura 2.1 se muestra la Figura 1 presentada en el trabajo de Einasto et al. (2007), en donde se muestran las proyecciones en 2 dimensiones de las regiones norte y sur del relevamiento 2dFGRS (2dF Redshift Northern and Southern regions). En estos gráficos, la densidad de luminosidad ha sido determinada usando un suavizado Gaussiano con una escala de $0,8h^{-1}$ Mpc, los volúmenes de los relevamientos se proyectaron sobre un gran círculo a través de las respectivas regiones del cielo, y las regiones se rotaron para tener áreas simétricas con respecto a un eje vertical. Las galaxias y los sistemas de galaxias situados en entornos globales diferentes se graficaron por separado: el panel izquierdo muestra sólo los sistemas situados en entornos de alta densidad, y el panel derecho muestra sólo los sistemas en entornos de baja densidad. Las regiones de alta y baja densidad son definidas por el campo de densidad

de baja resolución suavizado con el kernel de Epanechnikov de radio de $8h^{-1}Mpc$; el umbral de densidad que se aplicó en unidades de densidad media fue de 4.5.

La comparación de los paneles izquierdo y derecho muestran la presencia de un destacado contraste entre los sistemas de galaxias situados en regiones de alta densidad y de baja densidad. Los sistemas luminosos en regiones de alta densidad son bastante compactos; los cuales han sido clasificados de manera convencional como supercúmulos de galaxias. Estos sistemas están bien aislados unos de otros. La mayoría de estos sistemas de alta densidad son bastante pequeños en tamaño. Estos pequeños sistemas contienen sólo 1 ó 2 cúmulos de galaxias y se parecen en la estructura del sistema al Supercúmulo Local y al Coma. También pueden observarse supercúmulos muy ricos: en la región Norte el supercúmulo SCL126 (Einasto et al., 1997) o la Gran Pared del Sloan (the Sloan Great Wall) (Nichol et al. 2006 y las referencias allí citadas); y en la región Sur el supercúmulo Sculptor SCL9 (Einasto et al., 1997). En contraste, los sistemas de galaxias en la región de baja densidad forman una red casi continua de pequeños filamentos de galaxias. Los sistemas de galaxias débiles se encuentran aún en grandes regiones de baja densidad (vacíos cósmicos). La distribución espacial de galaxias es casi continua: los puentes de galaxias débiles unen los grupos y cúmulos, por lo cual es asunto de convención, donde establecer el límite entre los supercúmulos y los sistemas pobres de galaxias.

2.4. Métodos de Identificación

Como ya se mencionó anteriormente, antes de la identificación de supercúmulos hay que superar el problema de cómo definirlos. Es sabido que dichas estructuras no están aún virializadas, y se hayan en proceso de formación y forman parte de una red continua que constituye la estructura en gran escala. Reconociendo que la identificación de supercúmulos se realiza mediante la identificación de regiones cuya densidad supera una dada densidad umbral, la definición de un supercúmulo particular resulta bastante arbitraria, ya que es totalmente dependiente del umbral de densidad que se elija.

Tradicionalmente, los sistemas de galaxias de varias escalas han sido seleccionados de la red cósmica usando métodos cuantitativos, tales como el método Amigos de los Amigos (Friends-of-Friends, FoF) o el método del Campo de Densidad (Density Field, DF).

Es importante tener en cuenta que el método utilizado para seleccionar miembros de un grupo debe satisfacer varios requerimientos: ser de fácil implementación, tener en cuenta la mayor cantidad de efectos de selección que sea posible, entregar resultados reproducibles y

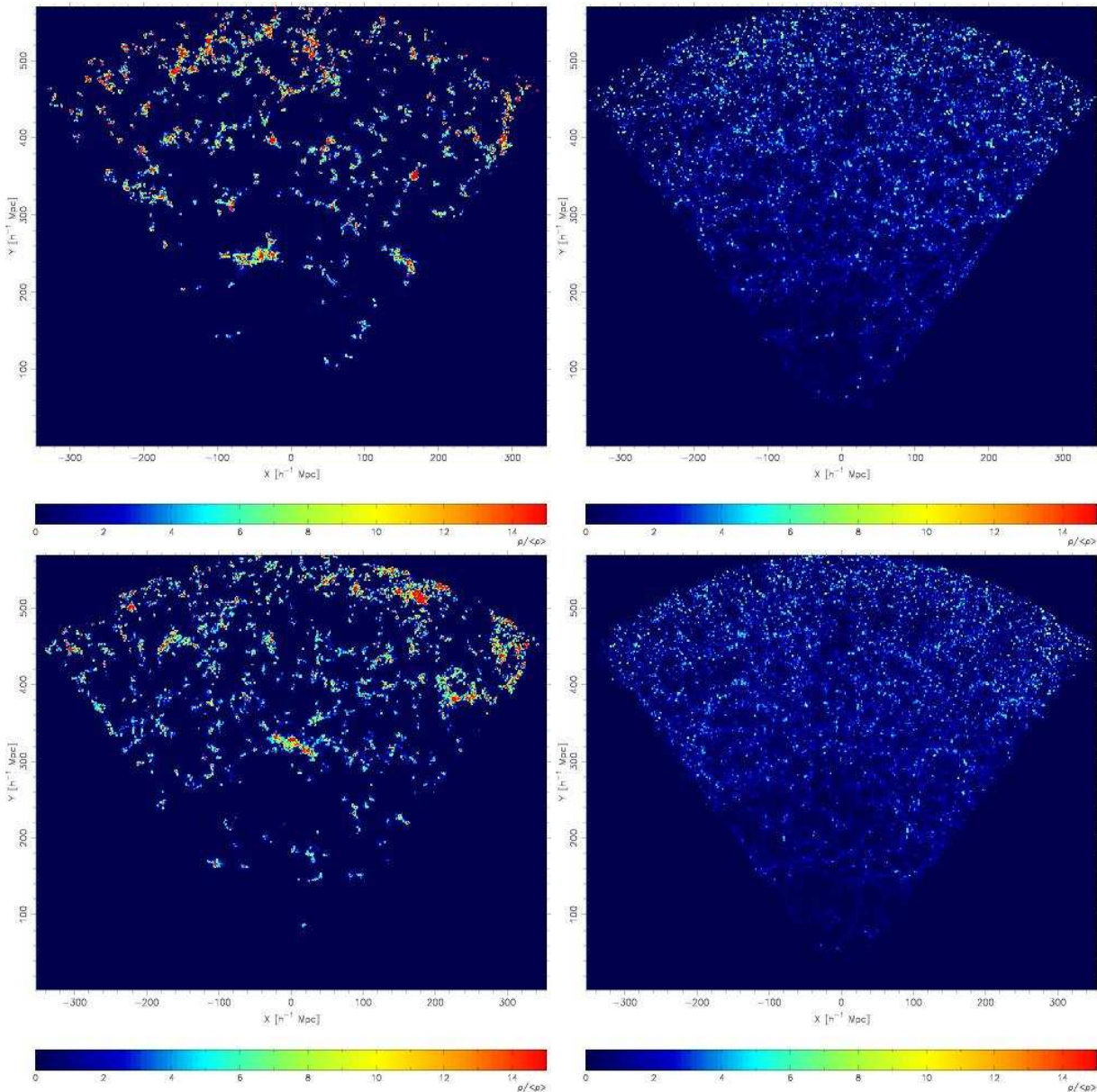


Figura 2.1 Campo de densidad de alta resolución en dos dimensiones de las zonas Norte y Sur del relevamiento con corrimiento al rojo 2dF. Los paneles superiores muestran la región Norte y los paneles inferiores la región Sur. En los paneles izquierdos sólo se muestran las galaxias y sistemas de galaxias en regiones de alta densidad, mientras que en los paneles derechos sólo se muestran las galaxias y sistemas de galaxias en regiones de baja densidad. La densidad de corte entre objetos de baja y alta densidad es 4,5 en unidades de la densidad media, suavizada en escalas de $8h^{-1}Mpc$. Las muestras son cónicas, es decir, que su ancho aumenta con la distancia, por lo que a distancias mayores del observador pueden observarse más sistemas de galaxias.

no aplicar suposiciones fuertes en cuanto a la dinámica del grupo.

En el caso del método FoF, se buscan los vecinos de galaxias o cúmulos usando un radio de búsqueda fijo o variable. Este método es muy utilizado en la búsqueda de sistemas de partículas en simulaciones numéricas, donde todas las partículas tienen idéntica masa. La variante con radio de búsqueda variable ha sido utilizada exitosamente en la compilación de los catálogos de grupos de galaxias. Este método es simple y directo y especialmente adecuado para muestras limitadas en volumen tales como la muestra de cúmulos de Abell y muestras similares de halos simulados de materia oscura.

El método FoF tiene la desventaja que los objetos de diferente luminosidad (o masa) son tratados de la misma manera. Los sistemas de galaxias contienen objetos de diferentes luminosidades desde las galaxias enanas hasta las galaxias gigantes luminosas. Por lo tanto, usando el método FoF, es difícil distinguir entre los sistemas pobres y ricos de galaxias, si la densidad numérica de galaxias es similar. El segundo problema en el método FoF es la complicación en usar los vecinos: el método es simple si se utiliza una longitud de enlace (radio de búsqueda de vecinos) constante, pero el precio por esta simplicidad es la exclusión de las galaxias débiles del análisis, con el objetivo de obtener una muestra de galaxias limitada en volumen.

Para superar estas dificultades, puede utilizarse el método DF. En este caso, las luminosidades de las galaxias son tenidas en cuenta, tanto en la búsqueda de sistemas de galaxias, como así también en la determinación de sus propiedades. La segunda ventaja del método DF es la posibilidad de tener en cuenta la completitud, y de este modo reestablecer los valores sin bias de las luminosidades totales de los grupos (y supercúmulos). Existen numerosas variantes del método del campo de densidad para investigar las propiedades de la distribución de galaxias.

Sin embargo, para el caso de los supercúmulos, las propiedades generales de los sistemas identificados con ambos métodos son bastante estables, es decir que no hay gran dependencia con el método utilizado para su identificación.

2.4.1. Método Friends of Friends

El algoritmo FoF fue desarrollado por Huchra & Geller (1982) y como ya se mencionó anteriormente, presenta un criterio objetivo y de fácil aplicación para la identificación de grupos de objetos, y puede ser adaptado para compensar vicios de selección de la muestra. Dicho método consiste en la aplicación de un algoritmo de percolación a una muestra limitada en

flujo y que contenga información de redshift, sobre la cual se construye una tabla de asignación de grupos para la lista de objetos. El procedimiento para llevar ésto a cabo, consiste en recorrer las galaxias del catálogo y seleccionar una que no haya sido previamente asignada a ningún grupo. Luego, se buscan compañeras de dicha galaxia, cuya separación proyectada se define en función de las características que se desean estudiar de los grupos. Se definen dos parámetros de percolación que permiten decidir si dos objetos forman parte del mismo grupo:

$$D_{12} = 2 \sin(\theta/2)V/H_0 \leq D_L(V_1, V_2, m_1, m_2), \quad (2.1)$$

con $V = (V_1 + V_2)/2$, y la diferencia de velocidades:

$$V_{12} = |V_1 - V_2| \leq V_L(V_1, V_2, m_1, m_2), \quad (2.2)$$

donde V_1 y V_2 son las velocidades estimadas a partir del redshift de la galaxia y su compañera, m_1 y m_2 son sus magnitudes aparentes y θ es la separación angular entre ellas. Si no se encuentran compañeras que cumplan con dichas condiciones, la galaxia se incluye en una lista de “galaxias aisladas”. Por el contrario, las compañeras que satisfacen dichas condiciones, se añaden a la lista de los miembros del grupo. Posteriormente, se realiza la búsqueda sobre las vecinas. Este proceso se repite hasta que no se encuentran más miembros nuevos de ningún grupo.

La manera de escoger D_L y V_L compensa la variación en el muestreo de la función de luminosidad de galaxias como función de la distancia del grupo. Se asume que la función de luminosidad es independiente de la distancia y la posición, por lo que a grandes distancias solamente hay una disminución de las galaxias más débiles. Por cada par se adopta:

$$D_L = D_0 \left[\frac{\int_{-\infty}^{M_{12}} \Phi(M) dM}{\int_{-\infty}^{M_{lim}} \Phi(M) dM} \right]^{-1/3}, \quad (2.3)$$

donde

$$M_{lim} = m_{lim} - 25 - 5 \log(V_F/H_0) \quad (2.4)$$

y

$$M_{12} = m_{lim} - 25 - 5 \log(V/H_0). \quad (2.5)$$

Φ es la función de luminosidad diferencial de galaxias de la muestra, D_0 es la separación proyectada en Mpc, m_{lim} es la magnitud aparente límite del catálogo y V_F es la velocidad

fiducial.

Esta estimación pesa el volumen de la búsqueda con la densidad numérica de galaxias que puede ser observada en una muestra limitada en magnitud a distancia V . La velocidad límite se escala de la misma manera:

$$V_L = \left[\int_{-\infty}^{M_{12}} \Phi(M) dM / \int_{-\infty}^{M_{lim}} \Phi(M) dM \right]^{-1/3}. \quad (2.6)$$

La elección adecuada de los parámetros de percolación 2.3 y 2.6 permite aplicar este algoritmo a diferentes tipos de sistemas: grupo de galaxias, cúmulos y supercúmulos de galaxias.

2.4.2. Método de Campo de Densidad

El método DF está basado en la construcción del campo de densidad, el cual debe hacerse cuidadosamente teniendo en cuenta diversos aspectos. Si el catálogo analizado es limitado en flujo, en primer lugar hay que aplicar una corrección para quedar desafectados del hecho de que, a medida que aumenta la distancia, el intervalo de magnitudes observadas (ventana observacional) se desplaza hacia luminosidades más altas. Se estima entonces la luminosidad total esperada por cada galaxia que se observa, teniendo en cuenta las galaxias más débiles que están fuera de la ventana observacional:

$$L_{tot} = L_{obs} W_L = L_{\odot} 10^{0.4(M_{\odot} - M)} W_L. \quad (2.7)$$

El factor de corrección por completitud W_L se define a través de la función de luminosidad de galaxias $\Phi(L)$:

$$W_L = \frac{\int_{L_2}^{\infty} L \Phi(L) dL}{\int_{L_1}^{L_2} L \Phi(L) dL}, \quad (2.8)$$

donde las $L_i(M_i)$ corresponden a los límites de la ventana observacional para la distancia de la galaxia considerada:

$$M_{min}(z_i) = m_{min} - 25 - 5 \log(DL(z_i)) - K(z_i), \quad (2.9)$$

$$M_{max}(z_i) = m_{max} - 25 - 5 \log(DL(z_i)) - K(z_i), \quad (2.10)$$

donde m_{min} y m_{max} corresponden a las magnitudes límites del catálogo utilizado. Y la corrección K representa la diferencia de magnitud observada m en una galaxia de edad t_0 medida a la longitud de onda $\lambda_1 = \lambda_0/(1+z)$ y de la misma galaxia de edad t_0 medida a λ_0 ; y se define como sigue (Hogg et al., 2000):

$$K = -2,5 \log \left[\frac{1}{(1+z)} \frac{L_{\frac{\lambda}{(1+z)}}}{L_\lambda} \right], \quad (2.11)$$

donde $L_{\frac{\lambda}{(1+z)}}$ representa la luminosidad diferencial en la longitud de onda λ al redshift observado y la L_λ la luminosidad diferencial en la longitud de onda λ . Ya que t_0 es el instante de observación y definiendo t_1 al tiempo al cual la luz fue emitida, la corrección K corresponde a la diferencia en la magnitud debida al corrimiento rojo del espectro de dos objetos con espectros idénticos: no incluye ningún tipo de evolución intrínseca del espectro debido a la evolución de la población estelar que lo produce.

El siguiente paso para caracterizar el ambiente global en el que residen las galaxias es aplicar un suavizado del campo, para lo cual se utiliza generalmente un kernel Gaussiano. Dichos kernels se definen a partir de un radio de suavizado, el cual debe ser elegido adecuadamente teniendo en cuenta el tipo de sistemas que se desea identificar. Para el caso de supercúmulos, es necesario reconocer las características globales del ambiente, por lo que se eligen radios de suavizados extensos (del orden de 4 a 10 Mpc/h).

Una vez realizada la corrección 2.7 y habiendo suavizado el campo, ya se está en condiciones de calcular el mapa de densidad, para lo cual se define una celdificación tridimensional adecuada para la muestra que se está analizando y se estima la densidad de luminosidad en cada una de dichas celdas. En este mapa es donde se realiza la identificación de los sistemas: se determina un umbral de densidad fijo y se seleccionan todas las celdas cuya densidad sea mayor o igual al umbral elegido. Una vez seleccionadas las celdas con densidades superiores al umbral de densidad, se identifican las celdas conexas que conformarán las estructuras mediante un algoritmo FoF.

Capítulo 3

Métodos de Análisis

Tradicionalmente, el modelo cosmológico estándar Λ CDM es contrastado con la distribución de galaxias en gran escala, principalmente considerando estadísticas de segundo orden, tales como el espectro de potencias o su transformada de Fourier, la función de correlación. A medida que se utilizan estadísticas de mayor orden, las cuales proporcionan una caracterización más detallada de la distribución de galaxias, es posible realizar una comparación más completa entre las predicciones del modelo Λ CDM y las observaciones obtenidas a partir de los grandes catálogos de galaxias disponibles en la actualidad.

3.1. Mediciones Estadísticas

En 1934, Hubble estudió la distribución de la frecuencia del recuento N de galaxias encontrado en un campo correspondiente a un telescopio. En su análisis notó que la distribución de N estaba notablemente torcida, pero que la distribución del $\log N$ es muy similar a una Gaussiana.

Bock (1934) y Mowbray (1938) compararon la varianza de N con la que se esperaría para una distribución aleatoria estadísticamente uniforme. Ambos determinaron que la varianza de N es considerablemente mayor que la esperada para una distribución aleatoria, mostrando que las galaxias tienden a agruparse. La estadística de Bock, la dispersión o varianza del recuento de N celdas, es una integral sobre la función de correlación de dos puntos.

Unos años más tarde, Limber (1953, 1954) demostró que existe una ecuación integral lineal que relaciona la función de correlación angular con la correspondiente función de correlación espacial $\xi(r)$, es decir, que la ecuación de Limber es aquella que relaciona la función de correlación espacial con la angular. Otra versión de la ecuación de Limber, que relaciona la varianza del recuento de galaxias en celdas en el cielo con la función de correlación espacial de galaxias, fue derivada de manera independiente por Rubin (1954).

En la elección de estadísticas para medir el clustering de galaxias, claramente, las favoritas son las diferentes variantes de la función de correlación. Se pueden destacar diversas razones por las cuales, la función de correlación y sus variantes son tan importantes. La primera razón a tener en cuenta es la existencia de una ecuación lineal simple que relaciona directamente la función de correlación angular observable con la función de correlación espacial requerida. Esto significa que la transformación de una hacia la otra es relativamente sencilla. Igualmente importante, una segunda razón es que esta transformación permite determinar cómo deben escalar las estimas estadísticas con la profundidad del relevamiento, y por lo tanto, testear por posible contaminación en las estimas debido a errores sistemáticos.

Un tercer resultado útil es que las dinámicas de la distribución de galaxias pueden ser tratadas en término de las funciones de correlación de masa: las estadísticas que son útiles para la reducción de datos, también son útiles para el análisis de la teoría.

La función de correlación de dos puntos (bipuntual) $\xi(r)$ determina el segundo momento de la distribución de N . Para predecir el tercer momento, es necesario la función de correlación de tres puntos, y para predecir la forma completa de la distribución de N esperada, es necesario conocer todos los órdenes de la función de correlación.

3.2. Función de Correlación y Espectro de Potencias

Como muchos catálogos listan las posiciones de las galaxias, los cúmulos de galaxias, o las fuentes de radio, entre otros objetos, es útil generalmente pensar en la distribución de la materia como una distribución de objetos puntuales que podrían ser núcleos, o galaxias, o cúmulos de galaxias. Si las diferencias entre dichos objetos no son tenidas en cuenta, es sólo una cuestión de la naturaleza de la distribución de las posiciones, y ésto puede describirse mediante la función de correlación de n-puntos.

La función de correlación de dos puntos se define como la probabilidad conjunta dP de que dos objetos se encuentren en dos elementos de volumen dV_1 y dV_2 , separados por una distancia r (Peebles, 1993):

$$dP = n^2 dV_1 dV_2 [1 + \xi(r)], \quad (3.1)$$

donde n es la densidad numérica. El factor n^2 hace que la función de correlación sea adimensional.

En un proceso de Poisson aleatorio uniforme, las probabilidades de encontrar objetos en dV_1 y dV_2 son independientes, por lo que la probabilidad conjunta es el producto de cada una de las probabilidades:

$$dP = n^2 dV_1 dV_2. \quad (3.2)$$

En este caso, $\xi(r) \equiv 0$; si las posiciones de los objetos están correlacionadas, $\xi(r) > 0$; y si las posiciones están anticorrelacionadas, $-1 < \xi(r) < 0$.

Otra manera de definirla es como la probabilidad condicional de encontrar un objeto en el elemento de volumen dV a una distancia r de otro objeto, es decir:

$$dP = n dV [1 + \xi(r)]. \quad (3.3)$$

Si un objeto es elegido aleatoriamente del conjunto, dP es la probabilidad de encontrar si tiene un vecino a una distancia r en el elemento de volumen dV .

El número medio de vecinos dentro de una distancia r de un objeto elegido al azar es la integral de la ecuación 3.3:

$$\langle N \rangle = \frac{4}{3}\pi r^3 n + n \int_0^r \xi(r) dV. \quad (3.4)$$

Como se mencionó anteriormente, las definiciones anteriores pueden ser generalizadas para órdenes más altos, por ejemplo el siguiente orden correspondería a la función de correlación de tres puntos, la cual es la probabilidad conjunta de encontrar tres objetos en tres elementos de volumen ubicados en los vértices de un triángulo determinado.

Para determinar la función de correlación para una determinada muestra es necesario calcular cual sería el número de pares separados por una distancia r que habría en una muestra sin correlación. En la práctica, ésto se consigue creando una muestra con distribución aleatoria mucho mayor en número que la muestra bajo estudio, y contando los pares, ya sea tomando como vecinos los objetos de la misma muestra aleatoria (RR) o de la muestra real (DR). Una vez obtenido ésto, la función de correlación puede ser calculada utilizando alguno de los siguientes estimadores más comunes:

$$1 + \xi = (DD/RR)(N_R^2/N_D^2) \quad (3.5)$$

$$1 + \xi = (DD/DR)(N_R/N_D) \quad (3.6)$$

$$1 + \xi = (DDRR)/(DR)^2 \quad (3.7)$$

$$1 + \xi = (DD/RR)(N_R^2/N_D^2) - 2(DR/RR)(N_R/N_D) + 1 \quad (3.8)$$

donde DD es el número de pares en la muestra real y N_D y N_R son el número de objetos en la muestra real y en la muestra aleatoria respectivamente.

Diversos autores (Groth & Peebles 1997; Maddox et al. 1990, Bahcall & Soneira 1983) coinciden en que la función de correlación observada tiene un comportamiento correspondiente a una ley de potencia de la forma:

$$\xi(r) = \left(\frac{r}{r_0}\right)^{-\gamma}, \quad (3.9)$$

tanto para las galaxias como para los cúmulos de galaxias con valores de $\gamma \sim 1,7$ y r_0 que va desde $\sim 5h^{-1}$ Mpc para las galaxias y hasta $\sim 20h^{-1}$ Mpc para cúmulos ricos.

No menos importante que la función de correlación es el espectro de potencias. Si el campo de densidad es $\rho(\mathbf{r})$ entonces, el campo de fluctuaciones en densidad $\delta(\vec{r})$ se define como:

$$\delta(\vec{r}) = \frac{\rho(\vec{r}) - \bar{\rho}}{\bar{\rho}}, \quad (3.10)$$

donde $\bar{\rho}$ es la densidad media del Universo.

El campo de fluctuaciones mencionado puede ser también descrito en el espacio de las fases simplemente a través de su transformada de Fourier:

$$\delta(\vec{r}) = \int_{-\infty}^{\infty} \tilde{\delta}(\vec{k}) e^{-2\pi i \vec{k} \cdot \vec{r}} d^3k. \quad (3.11)$$

Si se asume homogeneidad e isotropía y además se tiene en cuenta que el valor de expectación $\langle \delta(\vec{k}) \rangle = 0$ (los símbolos $\langle \rangle$ indican promedio en todas las direcciones de \vec{k}), entonces la caracterización de las fluctuaciones en densidad quedan completamente descritas por el espectro de potencias definido de la siguiente manera:

$$P(k) = \langle |\tilde{\delta}(\vec{k})|^2 \rangle. \quad (3.12)$$

El espectro de potencias $P(k)$, el cual ya fue definido previamente en el Capítulo 1, es una función que relaciona amplitudes de fluctuaciones en densidad de longitud de onda λ con su número de onda k , donde $k \equiv 2\pi/\lambda$.

Ahora nótese que la función de correlación puede ser escrita como

$$\xi(r) = \langle \delta(\vec{x}) \delta(\vec{x} - \vec{r}) \rangle, \quad (3.13)$$

donde ahora los símbolos $\langle \rangle$ indican promedio sobre x . Utilizando la ecuación 3.11 y reemplazando en la ecuación anterior resulta que

$$\xi(r) = \int_{-\infty}^{\infty} (\tilde{\delta}(\vec{k}))^2 e^{-2\pi i \vec{k} \cdot \vec{r}}. \quad (3.14)$$

O sea que la función de correlación es la transformada de Fourier del espectro de potencias. Por lo tanto éste puede ser calculado antitransformando la función de correlación obtenida anteriormente. Sin embargo, debido a que las muestras son finitas en número, la consecuente introducción de ruido hace que ésta no sea la manera más conveniente. En general resulta mejor estimar el espectro de potencias directamente.

3.2.1. Estimaciones de Distancias

Como podemos observar en las ecuaciones anteriores, para realizar análisis estadísticos de los diferentes objetos presentes en el Universo, es necesario conocer la distancia a los mismos; para lo cual se utilizan los estimadores de distancias. Con los actuales relevamientos de galaxias sólo puede conocerse el redshift de las galaxias, el cual permite realizar una estimación aproximada de la distancia métrica d al objeto a través de:

$$d \approx \frac{cz}{H_0}, \quad (3.15)$$

donde c es la velocidad de la luz, z es el redshift y H_0 es la constante de Hubble. Esta estimación es válida sólo para redshift pequeños y está sujeta a las incertezas propias del cálculo de H_0 y a la presencia de velocidades peculiares v_{pec} de las galaxias. Dichas velocidades peculiares introducen una diferencia entre el redshift cosmológico z_{cos} y el redshift observado z_{obs} , la cual está dada por:

$$v_{pec} = c \frac{(z_{obs} - z_{cos})}{1 + z}, \quad (3.16)$$

donde $v_{pec} \ll c$.

La distancia que permanece constante entre dos objetos cercanos en el Universo, sujetos a la expansión de Hubble, es lo que llamamos distancia comóvil, δD_c . La distancia comóvil total en la dirección de la línea de la visual, D_c , desde el observador hasta un objeto distante es computada integrando las contribuciones infinitesimales δD_c entre eventos cercanos a lo largo de la dirección radial $z = 0$ hasta el objeto.

Una manera de escribir la constante de Hubble es mediante el valor de la constante de Hubble medida por un observador ubicado a redshift z , $H(z) = H_0 E(z)$, donde la función $E(z)$ está dada por (Peebles, 1993):

$$E(z) \equiv \sqrt{\Omega_M(1+z)^3 + \Omega_k(1+z)^2 + \Omega_\Lambda}. \quad (3.17)$$

Esta ecuación es proporcional al tiempo derivado del logaritmo del factor de escala a través del redshift y de los parámetros de densidad de materia Ω_M , de energía Ω_Λ y de densidad Ω_k , siendo este último el que mide la curvatura del espacio.

Teniendo en cuenta la ecuación 3.17 y la definición de distancia comóvil dada anteriormente, se puede obtener la distancia comóvil total en la dirección radial integrando las contribuciones $dz/E(z)$, las cuales son proporcionales al tiempo de tránsito de un fotón viajando

a través de los intervalos de redshift dz dividido por el factor de escala del tiempo. Dicha distancia comóvil total es la distancia que mediríamos localmente entre dos eventos ubicados a redshift z siguiendo el flujo de Hubble y está dada por:

$$D_C = D_H \int_0^z \frac{dz}{E(z)}, \quad (3.18)$$

donde D_H es la distancia de Hubble definida por $D_H \equiv c/H_0$.

La ecuación 3.18 indica la manera correcta de estimar distancias en grandes escalas teniendo en cuenta el flujo de Hubble. Cualquier otra estima de distancia puede derivarse en términos de ésta. A modo de ejemplo, puede mencionarse la distancia comóvil de dos objetos ubicados al mismo redshift pero separados un ángulo $\delta\theta$, la cual está dada por $D_M\delta\theta$, donde la distancia comóvil transversal D_M está relacionada con D_C mediante alguna de las siguientes ecuaciones:

$$D_M = D_H \frac{1}{\sqrt{\Omega_k}} \sinh[\sqrt{\Omega_k} D_C / D_H] \longrightarrow \Omega_k > 0, \quad (3.19)$$

$$D_M = D_C \longrightarrow \Omega_k = 0, \quad (3.20)$$

$$D_M = D_H \frac{1}{\sqrt{\Omega_k}} \sin[\sqrt{\Omega_k} D_C / D_H] \longrightarrow \Omega_k < 0. \quad (3.21)$$

Para el caso particular de $\Omega_k = 0$, la ecuación para D_M tiene una solución analítica de la forma:

$$D_M = \frac{2c[2 - \Omega_M + \Omega_M z - (2 - \Omega_M)(1 + \Omega_M z)^{1/2}]}{H_0 \Omega_M^2 (1 + z)}. \quad (3.22)$$

También podemos mencionar la Distancia Diámetro Angular D_A , la cual es muy utilizada y se define como el cociente entre el tamaño físico transverso de un objeto con su tamaño angular (en radianes), es decir:

$$D_A = \frac{D_M}{1 + z}. \quad (3.23)$$

Esta distancia se utiliza para determinar la distancia proyectada $r_p = \sigma$ entre dos objetos separados angularmente por θ , la cual está dada por:

$$\sigma = D_A \theta. \quad (3.24)$$

3.2.2. Estima de la Función de Correlación

Al definir la función de correlación, presentamos algunos de los estimadores más utilizados. Consideremos por ejemplo el siguiente estimador cruzado:

$$\xi = \frac{D_1 D_2}{R_1 R_2} \frac{N_{R_1} N_{R_2}}{N_{D_1} N_{D_2}} - 1, \quad (3.25)$$

donde $D_i D_j$ es el número medio de pares de objetos y $R_i R_j$ es el número de pares en una muestra aleatoria. N_{D_i} y N_{R_i} representa el número medio de objetos en el catálogo de datos y de puntos aleatorios (o random) respectivamente. La muestra aleatoria debe ser generada con la misma geometría que el catálogo real aplicando las funciones de selección angular y radial (si se dispone de información de redshift para la muestra). En particular, la ventaja de este estimador es que si la muestra de centros, D_1 , tiene pocos objetos entonces se puede seleccionar R_1 para que sea n -veces más grande que D_1 y de esta manera minimizar el ruido en el cálculo de ξ .

Usando este estimador, puede calcularse directamente la función de correlación en el espacio de redshift como:

$$\xi(s) = \frac{D_1 D_2(s)}{R_1 R_2(s)} \frac{N_{R_1} N_{R_2}}{N_{D_1} N_{D_2}} - 1, \quad (3.26)$$

donde s es la distancia en el espacio de redshift dada por $s^2 = d_1^2 + d_2^2 - 2d_1 d_2 \cos\theta$, d_i es la distancia a cada objeto dada por la ecuación 3.15 y θ es la distancia angular entre ellos. $\xi(s)$ guarda información sobre los errores en el cálculo de distancias debido a las velocidades peculiares. Estas distorsiones en el espacio de redshift se producen sólo en la dirección radial tal que calculando la función de correlación $\Xi(\sigma)$ para distancias proyectadas σ , dada por la ecuación 3.24, se puede conocer la función de correlación en el espacio real $\xi(r)$.

Considerando catálogos de galaxias con corrimiento al rojo para una muestra limitada en volumen es posible calcular la función de correlación proyectada utilizando el estimador estándar en 2 dimensiones $\xi(\sigma, \pi)$

$$\xi(s) = \frac{D_1 D_2(\sigma, \pi)}{R_1 R_2(\sigma, \pi)} \frac{N_{R_1} N_{R_2}}{N_{D_1} N_{D_2}} - 1, \quad (3.27)$$

y luego integrando a lo largo de la línea de la visual para obtener $\Xi(\sigma)$:

$$\Xi(\sigma) = 2 \int_0^\infty \xi(\sigma, \pi) d\pi = 2 \int_0^\infty \xi_r(\sqrt{\sigma^2 + y^2}) dy. \quad (3.28)$$

De esta manera, se puede estimar $\xi(r)$ directamente invirtiendo $\Xi(\sigma)$ asumiendo una función escalón $\Xi(\sigma) = \Xi_i$ en bins centrados en σ_i e interpolando entre valores para $r = \sigma_i$ (Saunders et al., 1992)

$$\xi(\sigma_i) = -\frac{1}{\pi} \sum_{j \geq i} \frac{\Xi_{j+1} - \Xi_j}{\sigma_{j+1} - \sigma_j} \ln \left(\frac{\sigma_{j+1} + \sqrt{\sigma_{j+1}^2 - \sigma_i^2}}{\sigma_j + \sqrt{\sigma_j^2 - \sigma_i^2}} \right). \quad (3.29)$$

Esta ecuación es una manera simple y directa de invertir la función de correlación proyectada, aunque es muy sensible a las variaciones de $\Xi(\sigma)$, la cual debe ser una ley de potencias suave para obtener una buena estima.

3.3. Teoría del Valor Extremo

La Teoría del Valor Extremo consiste en un conjunto de técnicas estadísticas para la identificación y modelización de los máximos o mínimos de una variable aleatoria. El desarrollo de los modelos fundamentales de la Teoría del Valor Extremo se debe a los primeros trabajos realizados por Von Moises, Gnedenko o Fisher y Tipper (1928) cuyo teorema llevó al desarrollo de la distribución asintótica para modelizar máximos (o mínimos) denominada Distribución Generalizada del Valor Extremo.

Hay tres tipos de la distribución del valor extremo, las cuales se distinguen por la forma de la cola de la distribución subyacente. La distribución de Gumbel es uno de los tipos de la distribución del valor extremo, en cuyo caso, el "parámetro de forma" de la distribución tiende a cero (como es el caso, por ejemplo, para las distribuciones Gaussianas o exponenciales). La distribución de Gumbel es conocida también como la distribución de Fisher-Tippett. En la teoría de probabilidad y estadísticas, la distribución de Gumbel recibe el nombre después de que Julius Gumbel (1891-1966) la utilizó para modelar la distribución de los máximos (o los mínimos) de los números de muestras de varias distribuciones. La distribución asintótica de los máximos (o mínimos) se puede estimar sin realizar suposiciones acerca de la naturaleza de la distribución original de las observaciones, generalmente desconocida.

La estadística de Gumbel describe el comportamiento de una muestra extrema del mismo modo que las estadísticas Gaussianas se utilizan para describir el comportamiento de muestras medias. Por ejemplo, si graficamos n valores independientes para una distribución Gaussiana $N(\mu, \sigma)$, el promedio de esos valores también está distribuido de manera Gaussiana con media μ y desviación estándar σ/\sqrt{n} . Análogamente, los máximos y mínimos de esa muestra, en el límite, seguirán la distribución de Gumbel. Tal como el teorema central del

límite implica que las medias de las muestras de cualquier distribución, en el límite, tenderán a un perfil Gaussiano, todas las muestras extremas tenderán a la distribución de Gumbel para un tamaño de la muestra lo suficientemente grande.

La teoría del valor extremo es muy utilizada por los meteorólogos, los sismólogos, entre otros, pero muy poco utilizada para la cosmología. Sin embargo, hay algunos ejemplos recientes de aplicaciones en características del fondo cósmico de microondas (Mikelsons, Silk & Zuntz 2009) y las fluctuaciones en la densidad alrededor de galaxias (Antal et al. 2009). En el Capítulo 5 se desarrolla un trabajo basado en esta teoría, cuyo principal resultado de interés es la distribución de probabilidades de eventos extremos. En nuestra aplicación el evento extremo es un recuento alto de halos masivos de materia oscura, equivalentes a cúmulos de galaxias, dentro de un volumen del espacio contenido por una celda. Es importante resaltar, que no es necesario especificar la forma de la distribución de probabilidad subyacente del recuento de cúmulos. El único requisito para que la distribución de valores extremos sea aplicable a los extremos de esta distribución es que la media de la distribución subyacente sea continua y que la distribución acumulativa tenga un inverso.

En el Capítulo 5 se presenta una nueva aplicación del método del valor extremo, donde por primera vez se lo utiliza para analizar la distribución de probabilidades de encontrar superestructuras en el modelo cosmológico Λ CDM. En este caso, la base de datos utilizada es un conjunto de simulaciones numéricas de N-Cuerpos, y los eventos extremos analizados son los sistemas similares a las superestructuras identificadas en el catálogo de galaxias 2dFGRS, conocidas como *manchas calientes*, las cuales se describen en el próximo capítulo. Para cada simulación, la distribución del recuento en celdas de halos de materia oscura está calculada para un tamaño de celda particular. El máximo recuento obtenido dentro de una celda es guardado para cada simulación. La distribución acumulativa de los recuentos máximos de todo el conjunto de simulaciones está dado por la distribución de Gumbel:

$$F(x; \mu, \beta) = \exp^{-\exp^{(\mu-x)/\beta}}, \quad (3.30)$$

donde la media de la distribución es $\mu + \gamma\beta$, donde $\gamma = 0,577216$ es la constante de Euler-Mascheroni. La desviación estándar está dada por $\beta\pi/\sqrt{6}$. El valor de β , un parámetro en la distribución de Gumbel, se obtiene a partir de la desviación de los valores máximos del recuento en celda, a través de diferentes realizaciones del campo de densidad. Del mismo modo, el otro parámetro μ se deriva de la media de los máximos recuentos en celdas.

3.4. Recuento en Celdas

En general, las propiedades estadísticas del campo de densidad son medidas en un conjunto discreto de puntos, compuesto por ejemplo, por galaxias o partículas. Es natural asumir que dicha distribución de puntos resulta de una realización de Poisson de un campo subyacente continuo. Esto significa que la probabilidad de encontrar N puntos en un volumen v , cuya posición es \vec{r} , está dado por $P_N^{Poisson}[\bar{n}_g v(1 + \delta(\vec{r}))]$, donde $P_N^{Poisson}(\bar{N})$ es la probabilidad de encontrar N objetos en un proceso de Poisson con número de expectación $\bar{N} = \bar{n}_g v$,

$$P_N^{Poisson}(\bar{N}) \equiv \frac{\bar{N}^N}{N!} e^{-\bar{N}}, \quad (3.31)$$

$\delta(\vec{r})$ es el contraste de densidad total dentro del volumen y \bar{n}_g es la densidad numérica promedio del proceso aleatorio. Esto implica que la *función distribución de la probabilidad de recuento* (CPDF, por sus siglas en inglés), definida como la probabilidad P_N de encontrar N galaxias en una celda de tamaño R y volumen v , lanzadas aleatoriamente en la muestra puede ser expresada mediante la siguiente convolución,

$$P_N = \int_{-1}^{+\infty} d\delta p(\delta) P_N^{Poisson}[\bar{N}(1 + \delta)], \quad (3.32)$$

donde el número promedio de objetos por celda, \bar{N} , está dada por

$$\bar{N} = \sum_N N P_N. \quad (3.33)$$

En el límite continuo, $\bar{N} \rightarrow \infty$, la CPDF tiende a la *función distribución de la probabilidad* del campo de densidad subyacente,

$$P_N \rightarrow \frac{P[\bar{N}(1 + \delta)]}{N}. \quad (3.34)$$

La función distribución de la probabilidad de recuento y sus momentos son muy utilizadas para cuantificar el patrón de clustering de las galaxias. En la práctica, para determinar la CPDF se arrojan celdas de manera aleatoria dentro de la distribución bajo análisis, y se guardan el número de veces que una celda contiene N partículas, $P_N(V)$. Si se utilizan celdas esféricas, la CPDF es una función del radio de dicha esfera, R :

$$P_N(R) = \frac{N_N}{N_T}, \quad (3.35)$$

donde N_N es el número de celdas que contienen N galaxias, y N_T es el número total de celdas. Si en vez de utilizar celdas esféricas, se utilizan celdas cúbicas, la CPDF es una función de la longitud del lado de la celda.

Capítulo 4

Datos Analizados

Los catálogos observacionales de galaxias con corrimiento al rojo realizados en los últimos años permiten caracterizar la distribución real de galaxias, revelando el patrón de la estructura en gran escala del Universo. Las propiedades estudiadas mediante dichos catálogos, permiten inferir modelos de formación y evolución del Universo en sus diferentes escalas: desde el Universo local (pequeña escala), formado por galaxias y grupos de galaxias, hasta el Universo global (gran escala), formado por supercúmulos de galaxias y vacíos. Considerando que los supercúmulos son estructuras muy extensas, resulta difícil conseguir una muestra estadística significativa de objetos, por lo que es conveniente hacer uso de simulaciones numéricas para lograr una mejor estadística en el análisis de dichas superestructuras.

4.1. Catálogos de Galaxias

En los últimos años la realización de grandes catálogos de galaxias con corrimiento al rojo (redshift), han permitido obtener una idea detallada del patrón de la estructura en gran escala del Universo. Éste se presenta como una intrincada red de cúmulos y supercúmulos de galaxias, los cuales están separados por regiones de muy baja densidad que reciben el nombre de vacíos (voids). Actualmente, el análisis cuantitativo de esta red de supercúmulos-vacíos es uno de los objetivos principales de la cosmología.

Entre los principales catálogos con corrimiento al rojo realizados en los últimos años, podemos mencionar al 2dFGRS (Colles et al. 2001) y al SDSS (York et al. 2000), los cuales fueron utilizados para diferentes análisis en este trabajo. A continuación, se detalla una resumida descripción de cada uno de ellos, mencionando sus principales características. También se describen los catálogos de grupos y de superestructuras realizados en base al 2dFGRS y al SDSS.

4.1.1. 2dFGRS: 2 degree Field Galaxy Redshift Survey

El Two degree Field Galaxy Redshift Survey (2dFGRS, Colless et al. 2001) es uno de los más grandes relevamientos espectroscópicos realizados. Incluye el espectro de 245591 objetos, con redshift determinado para aproximadamente 240000 galaxias más brillantes que la magnitud límite $b_j = 19,45$. El catálogo fuente para el relevamiento es una versión revisada y extendida del APM Galaxy Catalog.

El catálogo cubre un área de aproximadamente 2000 grados cuadrados en tres regiones: la franja NGP, la franja SGP y 100 campos aleatorios. La franja en el Hemisferio Norte Galáctico (NGP, por sus siglas en inglés) contiene 90000 galaxias y cubre $75^\circ \times 10^\circ$. La franja en el Hemisferio Galáctico Sur (SGP, por sus siglas en inglés) está centrada en el Polo Galáctico Sur, contiene 170000 galaxias aproximadamente y cubre $80^\circ \times 15^\circ$. Además, hay 100 campos que se extienden sobre el casquete Galáctico sur. Para ver de manera gráfica las regiones mencionadas anteriormente, en la Figura 4.1 (Colless et al, 2001) se muestra un mapa de los campos del relevamiento; mientras que en la Figura 4.2 (Colless et al, 2001) se presenta la distribución espacial de galaxias en las franjas del relevamiento. Estas figuras son la proyección completa de todo el ancho de las franjas (10° en el NGP y 15° en el SGP).

El 2dFGRS utiliza el espectrógrafo multi-fibra 2dF en el Telescopio Anglo-Australiano, el cual es capaz de observar 400 objetos simultáneamente sobre un campo de 2° de diámetro. Se utiliza un tiling adaptativo para obtener una tasa de muestreo altamente uniforme del 93 %

sobre toda la región del relevamiento. Los corrimientos al rojo son medidos a partir de un espectro que cubre $3600 - 8000\text{\AA}$ con una resolución de dos-pixel de $9,0\text{\AA}$ y una relación S/N media de 13 pixel^{-1} .

Los datos del 2dF contienen información del corrimiento al rojo (z), la separación angular, el tipo espectral (η) y la magnitud en el azul (m_b). El parámetro del tipo espectral (η) es definido por Madgwick et al. 2002) (M02, de aquí en adelante), como una combinación lineal de las dos primeras proyecciones derivadas a partir del Análisis del Componente Principal (PCA), donde se encontró que está relacionado al tipo morfológico y a la fuerza de las características de absorción-emisión. El parámetro η identifica la fuerza promedio de las líneas de emisión y absorción en el espectro rest-frame de galaxias. M02 sugiere cuatro tipos espectrales diferentes, basados en la importancia relativa de las líneas de emisión con la eficiencia en la formación estelar creciente con el tipo de galaxia:

- *Tipo 1:* $\eta < -1,4$ (formación estelar pasiva).
- *Tipo 2:* $-1,4 \leq \eta < 1,1$ (formación estelar baja a moderada).
- *Tipo 3:* $1,1 \leq \eta < 3,5$ (formación estelar moderada a fuerte).
- *Tipo 4:* $\eta \geq 3,5$ (formación estelar fuerte).

La buena correlación encontrada por M02 entre η y $EW(H_\alpha)$ (el ancho equivalente de la línea H_α) confirma este parámetro como un buen indicador de la actividad de formación estelar. Los datos públicos del 2dF tienen galaxias con redshift hasta $z \approx 0,3$.

4.1.2. Catálogo de Grupos del 2dFGRS

Los grupos de galaxias son muy buenos trazadores de la estructura en gran escala del Universo, por lo cual se realizaron varios catálogos de grupos teniendo en cuenta los diversos catálogos de galaxias realizados hasta el momento. En particular, en esta sección describiremos el catálogo de grupos 2dFGRS Percolation-Inferred Galaxy Group (2PIGG), realizado por Eke et al. (2004) a partir del catálogo de galaxias con corrimiento al rojo 2dFGRS, ya que utilizamos superestructuras identificadas en dicho catálogo.

En el trabajo de Eke et al. (2004) describen la construcción del catálogo de grupos 2PIGG, el cual fue calibrado y corroborado usando el catálogo sintético 2dFGRS generado con simulaciones numéricas de N-Cuerpos y luego aplicado al catálogo real 2dFGRS. Los grupos

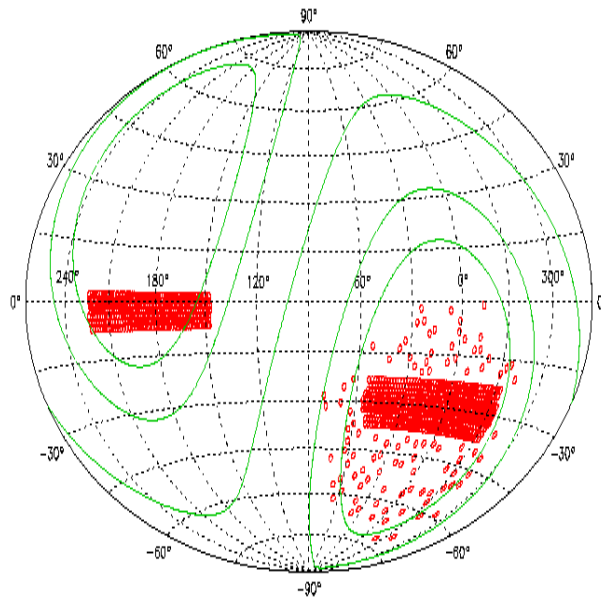


Figura 4.1 Las regiones del 2dFGRS mostradas en una proyección Aitoff en ascensión recta y declinación, con los campos individuales del 2dF marcados con pequeños círculos. También se muestran las líneas de latitud Galáctica $|b| = 0^\circ, 30^\circ, 45^\circ$. El número de galaxias contenidos en cada una de estas regiones es: 193550 en los 643 campos de $80^\circ \times 15^\circ$ en la franja Sur (SGP), 139144 en los 450 campos de $75^\circ \times 10^\circ$ en la franja Norte (NGP), y 57019 en los 99 campos esparcidos alrededor de la franja Sur ((SGP)).

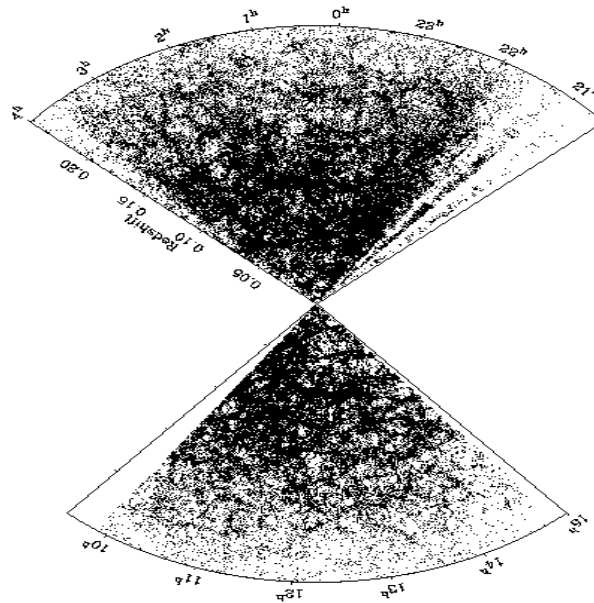


Figura 4.2 Distribución proyectada de galaxias en las franjas NGP (arriba) y SPG (abajo), como función del redshift y de la ascensión recta. Las variaciones en la densidad de galaxias con la ascensión recta se deben a variaciones en los anchos efectivos de las franjas.

fueron identificados usando el algoritmo de percolación FoF (amigos de los amigos) explicado en el Capítulo 3, con una longitud máxima de enlace de $2h^{-1}Mpc$. El análisis de los valores óptimos de la longitud de enlace, como del resto de los parámetros utilizados por el algoritmo de percolación, se realizó utilizando el catálogo sintético. El objetivo de este análisis consiste en lograr identificar la mayor cantidad posible de grupos reales minimizando la contaminación, es decir, la identificación de objetos cercanos pero que no se encuentran relacionados físicamente.

El catálogo resultante contiene el 55% del total de ~ 29000 galaxias, dentro de 28877 grupos con al menos dos miembros. De estos grupos, se identificaron 7020 grupos con al menos cuatro miembros, con un redshift medio igual a 0,11 y una dispersión de velocidades media igual a $260km s^{-1}$. La Figura 4.3 corresponde a la Figura 5 presentada por Eke et al. (2004), en donde se muestra la distribución espacial de los grupos del 2PIGG que contienen al menos cuatro miembros. Cada punto corresponde a un grupo donde el color representa la dispersión de velocidades del grupo y el tamaño representa el número de galaxias miembros.

Aunque la región SPG tiene casi el 50% más de galaxias que la región NGP, la fracción agrupada (0.56 para NGP y 0.54 para SPG) y las distribuciones de las propiedades de los

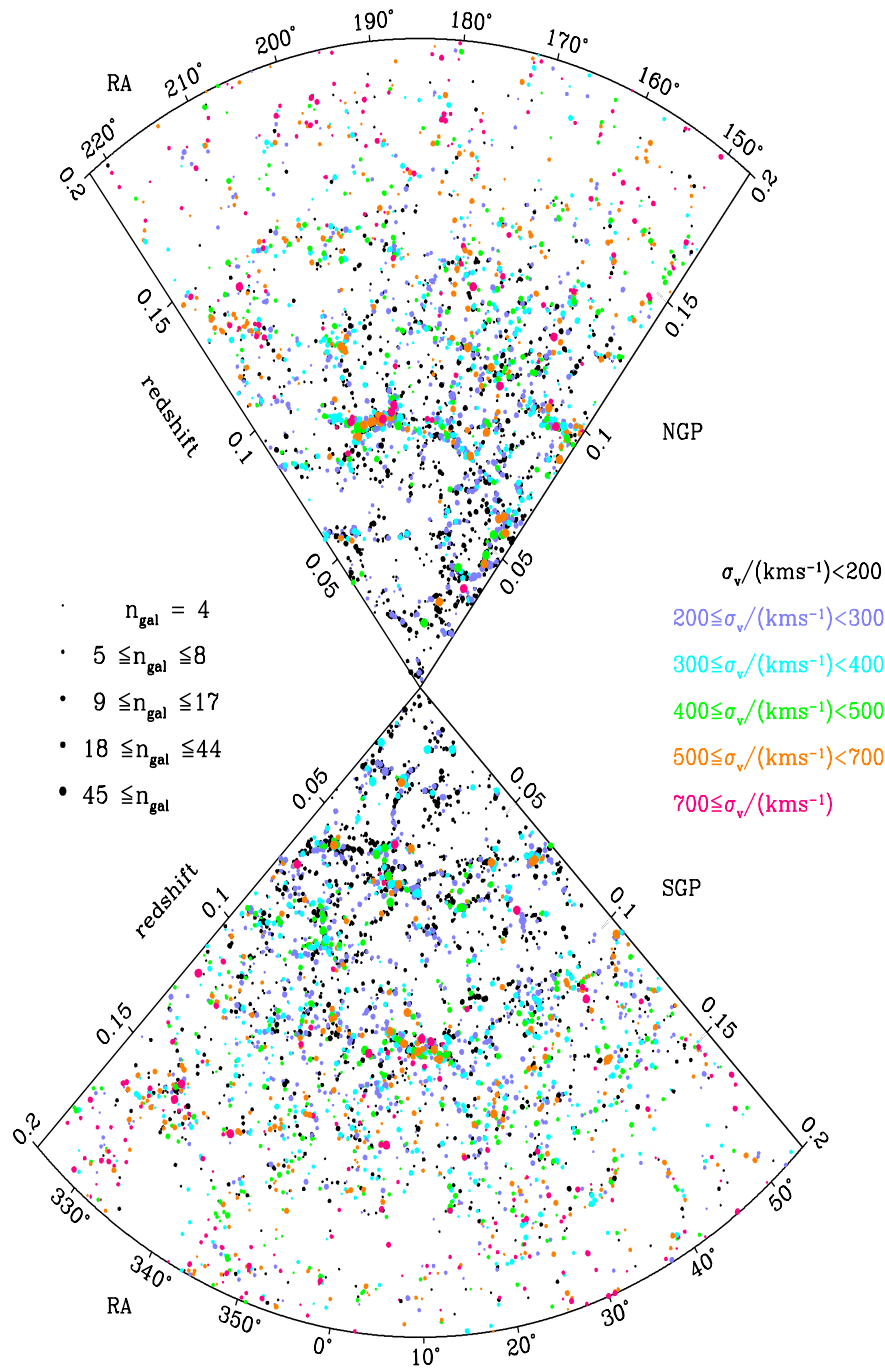


Figura 4.3 Catálogo de grupos de galaxias 2PIGG. Distribución espacial de los grupos que contienen al menos cuatro miembros en las regiones NGP y SPG del catálogo de galaxias 2dFGRS. El color de los puntos representa la dispersión de velocidades de cada grupo y el tamaño de los puntos representa el número de miembros, tal como lo indican las referencias en el gráfico.

grupos resultantes son muy similares.

Por todo lo descrito anteriormente, el catálogo 2PIGG es muy utilizado para el estudio de diferentes áreas, tales como estructura en gran escala, las propiedades de los grupos de galaxias y la dependencia de las propiedades de las galaxias con el entorno. Este catálogo, incluyendo las propiedades básicas de los grupos, se encuentra disponible en: <http://www.mso.anu.edu.au/2dFGRS/Public/2PIGG/>.

4.1.3. SDSS: Sloan Digital Sky Survey

El *Sloan Digital Sky Survey* es uno de los relevamientos más grandes y ambiciosos realizados hasta el momento. Cuenta con imágenes profundas multi-color que cubren más de un cuarto del cielo y crea mapas tridimensionales que contienen más de 930000 galaxias y más de 120000 quasars. Los datos obtenidos por SDSS han sido publicados para la comunidad científica en publicaciones anuales, a medida que se iban obteniendo los datos.

El *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS, York et al. 2000) es un relevamiento fotométrico y espectroscópico construido con el telescopio de 2.5 m del Observatorio Apache Point en Nuevo México, equipado con dos poderosos instrumentos especialmente diseñados con este propósito. La cámara de 120 megapíxeles toma imágenes de 1.5 grados cuadrados del cielo por vez, alrededor de ocho veces el área de la luna llena. Y un par de espectrógrafos alimentados por fibras ópticas que miden el espectro (y por lo tanto las distancias) de más de 600 galaxias y quasars en una sola observación.

El último conjunto de datos puesto a disposición por este proyecto es el Seventh Data Release (DR7) y tiene como principal objetivo el estudio de la estructura en gran escala del Universo, produciendo además, datos para otras áreas astronómicas. Es el mayor conjunto de datos producido por este proyecto y contiene imágenes, catálogos de imágenes, espectros y redshifts. La información acerca de este relevamiento puede encontrarse en <http://www.sdss.org/dr7>.

Las imágenes son tomadas en 5 bandas fotométricas (u , g , r , i y z ; Fukugita et al. 1996) entre 3000 y 10000 Å usando un mosaico CCD en modo *drift scan*. Las imágenes son procesadas por un software especializado llamado **Photo** (Lupton et al. 2001, Stoughton et al. 2002), y son calibradas astrométricamente (Pier et al. 2003) y fotométricamente (Hogg et al. 2001, Tucker et al. 2006) a través de observaciones de estrellas estándares (Smith et al. 2002).

En las Figuras 4.4 y 4.5 se muestra la cobertura del DR7. En la Figura 4.4 la zona cubierta muestra la fotometría y en la Figura 4.5, la espectroscopía. Incluye 357 millones de objetos seleccionados en un área de 45000 deg^2 , con 1640960 espectros de galaxias, quasars, y estrellas seleccionados de 9380 deg^2 . Todos los datos de los relevamientos anteriores están incluidos en el DR7. En las tablas 4.1 y 4.2 se detallan las características fotométricas y espectroscópicas del DR7, respectivamente.

El catálogo además incluye redshifts fotométricos de galaxias obtenidos vía dos métodos distintos. Uno utiliza el algoritmo descrito por Csabai et al. (2003) el cual compara colores de las galaxias, mientras que el otro método se basa en redes neuronales, a través del algoritmo de Collister & Lahav (2004).

| | |
|--|---------------------------|
| Área | 45000 deg^2 |
| Catálogo | 357 millones de objetos |
| Magnitudes límites (sistema AB) ¹ | |
| <i>u</i> | 22.0 mag |
| <i>g</i> | 22.2 mag |
| <i>r</i> | 22.2 mag |
| <i>i</i> | 21.3 mag |
| <i>z</i> | 20.5 mag |
| Ancho medio de la PSF | 1,4" en la banda <i>r</i> |
| Errores: | |
| <i>r</i> | 2 % |
| <i>u - r</i> | 3 % |
| <i>g - r</i> | 2 % |
| <i>r - i</i> | 2 % |
| <i>i - z</i> | 3 % |
| Errores en la Astrometría | < 0",1 por coordenada |

Cuadro 4.1: Características de la fotometría del DR7.

¹95 % de confiabilidad para las fuentes puntuales.

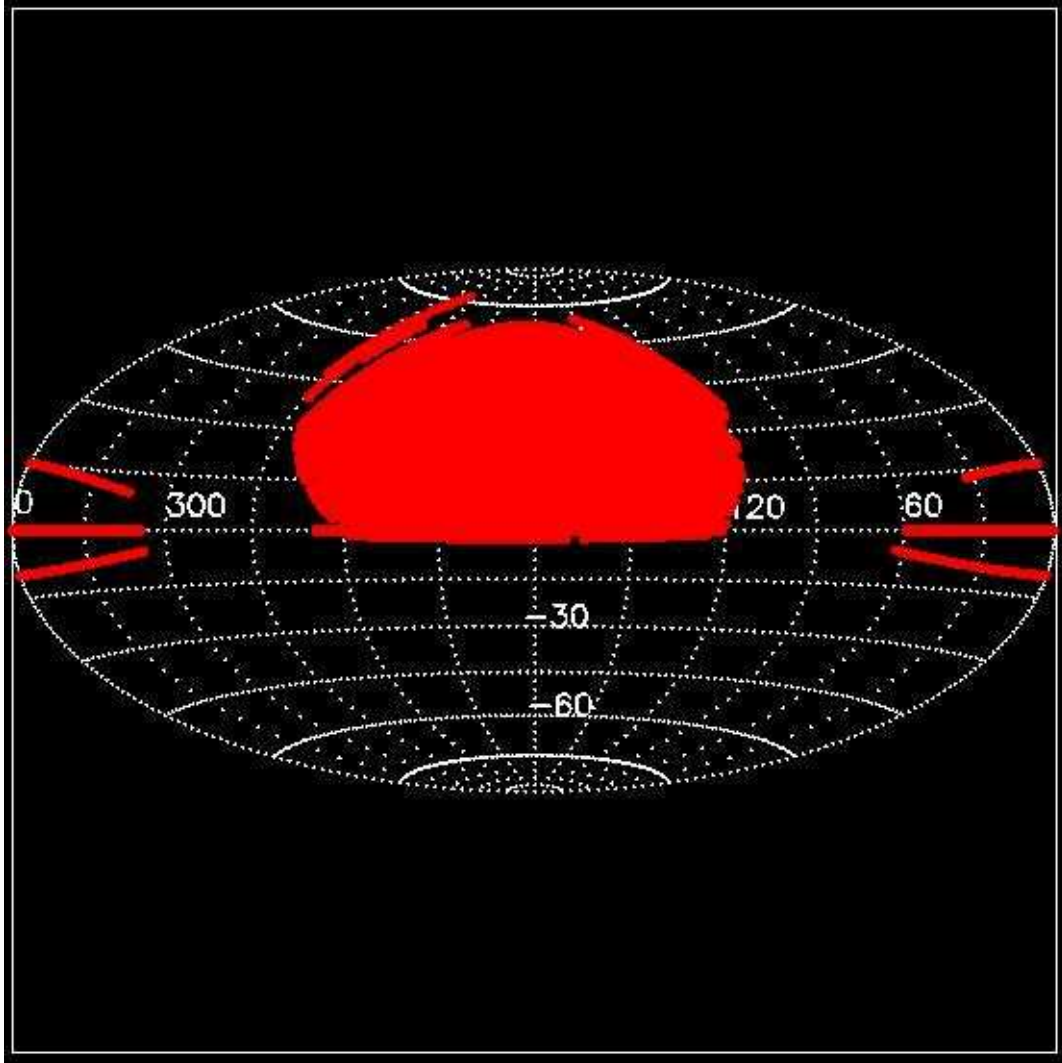


Figura 4.4 Zona cubierta por la fotometría del DR7 de SDSS.

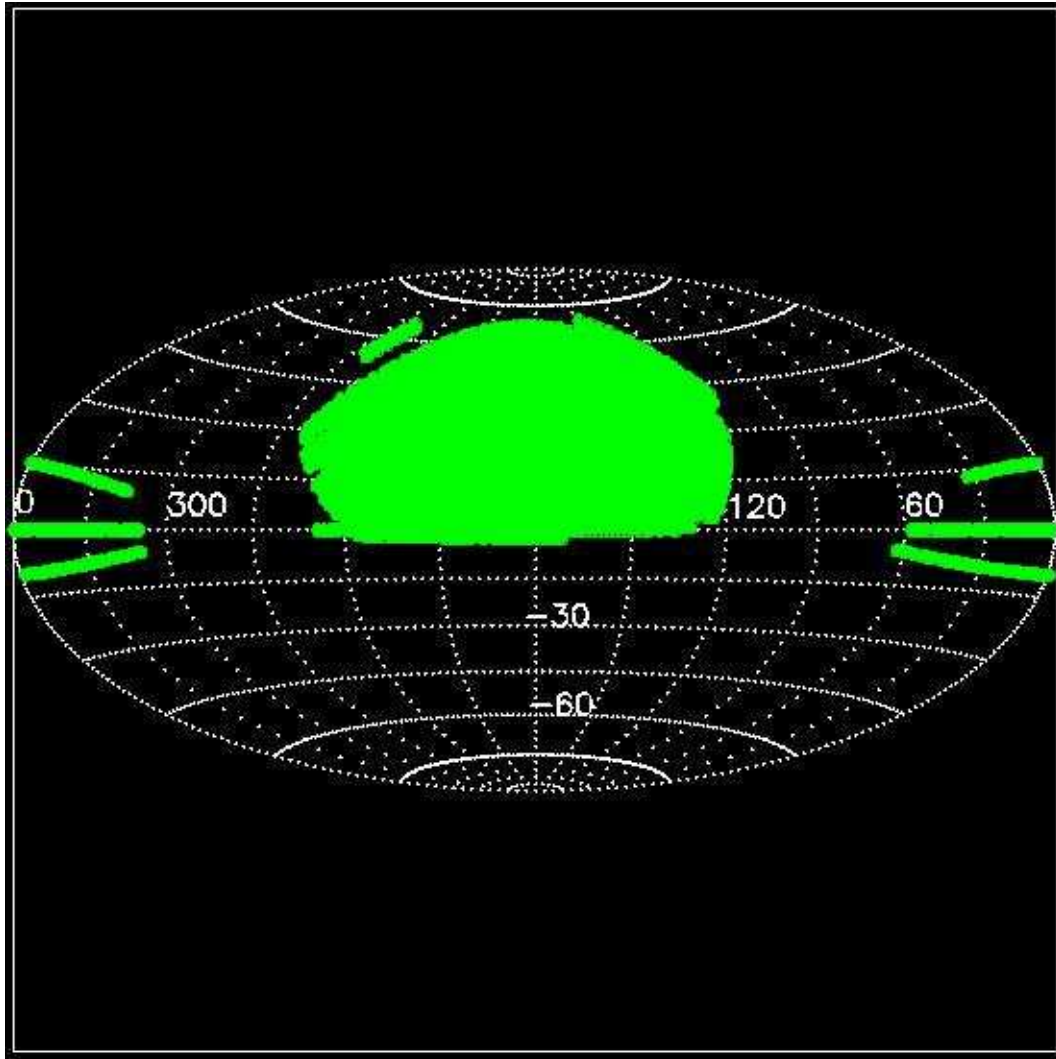


Figura 4.5 Zona cubierta por la espectroscopía del DR7 de SDSS.

| | |
|--|-------------------------------|
| Área | 9380 deg ² |
| Rango de λ | 3800-9200 Å |
| Resolución ($\Delta\lambda/\lambda$) | 1800-2200 |
| S/N | > 4 por pixel para $g = 20,2$ |
| Precisión en Redshift | 30km s ⁻¹ rms |
| Catálogo: | |
| Galaxias | 929555 |
| Quasars | 121373 |
| Estrellas | 464261 |
| Cielo | 97398 |
| Objetos no clasificados | 28383 |

Cuadro 4.2: Características de la espectroscopía del DR7.

4.1.4. Catálogo de Grupos de SDSS-DR7

En el Capítulo 6 se realiza un detallado análisis del clustering de galaxias, para lo cual se identifican diferentes muestras. Entre las muestras analizadas, algunas de ellas se seleccionan teniendo en cuenta la masa de los sistemas considerados, para lo cual se utiliza la masa de grupos de galaxias. Los grupos de galaxias utilizados son los identificados en el catálogo de galaxias SDSS, presentados en el trabajo de Zapata et al. (2009).

En el trabajo de Zapata et al. (2009) identifican grupos usando la descripción presentada por Merchán & Zandivarez (2005), la cual consiste en la utilización de un algoritmo amigos de los amigos (FoF), con una longitud de enlace proyectada variable σ , con $\sigma_0 = 0,239h^{-1}Mpc$ y con una longitud de enlace radial fija $\Delta v = 450kms^{-1}$. Estos valores corresponden a los valores encontrados por Merchán & Zandivarez para obtener una muestra lo más completa posible y con baja contaminación (95 % y $\lesssim 8$ %, respectivamente).

4.1.5. Catálogo de Superestructuras del SDSS-DR7

En el Capítulo 2 se presentó la definición de supercúmulos, y se mencionó la dificultad para su identificación debido a la arbitrariedad existente en los parámetros de selección. Generalmente dichas estructuras, se identifican como objetos dentro de regiones cuyo contraste de densidad de galaxias es positivo, es decir, regiones en donde la densidad de galaxias es

superior a la densidad media.

En el Capítulo 6 se analizarán las propiedades de clustering de galaxias, considerando las galaxias ubicadas dentro y fuera de superestructuras. Para ésto, utilizamos el catálogo de superestructuras presentado por Luparello et al. 2011, el cual tiene la ventaja de que dichas superestructuras son definidas como regiones sobredensas presentes en el Universo actual, que en el futuro serán estructuras ligadas y virializadas. Esta definición proviene de considerar que, en el marco del Modelo Cosmológico de Concordancia Λ CDM, la dinámica actual y futura del Universo está dominada por una expansión acelerada, la cual determina la naturaleza de estructuras ligadas gravitacionalmente. De aquí en adelante, cuando en este trabajo utilicemos la palabra *superestructura* será haciendo referencia a esta definición. En el trabajo de Luparello et al.(2011), identifican superestructuras en la última liberación de datos del catálogo de galaxias SDSS, DR7, que tal como se mencionó anteriormente, es el mayor relevamiento fotométrico y espectroscópico de galaxias realizado hasta el momento.

En esta sección describiremos el método y las características utilizados por Luparello et al. (2011) para la identificación de superestructuras. Para ésto, es importante destacar que ellos adoptan $\Omega_\Lambda = 0,75$ y $\Omega_m = 0,25$ como modelo cosmológico para el cálculo de distancias. Además, a pesar de que la magnitud aparente límite en la banda r es igual a 17,77 para el catálogo espectroscópico, ellos utilizan un límite aún más conservativo de 17,5 para asegurar la completitud del catálogo. Además limitan la muestra para galaxias más débiles que $r = 14,5$, ya que no se asegura la completitud de la muestra por debajo de este límite debido a los efectos de saturación. Estos límites fueron adoptados teniendo en cuenta el análisis de la calidad de la imagen y la eficiencia de detección del SDSS (http://www.sdss.org/dr7/products/general/target_quality.html).

Como se mencionó anteriormente, en el trabajo de Luparello et al. (2011) se define como superestructuras aquellas regiones sobredensas que evolucionarán a sistemas virializados. Dado que no todas las estructuras se han virializado hasta el momento, establecer los parámetros de identificación está sujeto a cierto grado de arbitrariedad. Dunner et al. (2006) exploran un contraste de densidad de masa umbral, dado por condiciones físicas, en simulaciones Λ CDM. Estos autores establecen que, utilizando información tridimensional, es posible definir un criterio para aislar regiones sobredensas encerradas por una cáscara esférica que evolucionarán a sistemas virializados. Mediante la aplicación del modelo de colapso esférico la densidad media de masa contenida dentro de la última cáscara ligada de una estructura debe satisfacer:

$$\frac{\bar{\rho}_{shell}^{mass}}{\bar{\rho}_{bck}^{mass}} = 7,88 \quad (4.1)$$

donde $\bar{\rho}_{shell}^{mass}$ es la densidad de masa media encerrada por la cáscara crítica (la cáscara que

maximiza la energía potencial), y $\bar{\rho}_{bck}^{mass}$ es la densidad media del fondo. En los catálogos observacionales no hay una estimación precisa del campo de densidad de la masa. Sin embargo, dado que en escalas grandes el cociente masa-luminosidad es casi constante, se puede aplicar un criterio similar al mapa de luminosidad para determinar estructuras con un contraste de densidad de masa adecuado. Esto es posible ya que, asumiendo que la luminosidad es, de alguna manera, un trazador sin bias de la materia en escalas grandes, la densidad integrada de luminosidad de galaxias es utilizada comúnmente como un indicador de la densidad de materia.

A continuación se describe el método de identificación implementado sobre los datos espectroscópicos del SDSS-DR7 desarrollado por Luparello et al (2011). El método puede resumirse en algunos pasos, tal como sigue. En primero lugar se define el volumen cubierto por la muestra utilizando una máscara tridimensional y se construye el mapa de densidad de luminosidad, cuya resolución corresponde a celdas de $1 (h^{-1}Mpc)^3$. Luego se aplica un método de percolación basado en la búsqueda de picos de alta densidad en el mapa suavizado. Estas sobredensidades son la base del catálogo de superestructuras.

Como primer paso determinaron el mapa continuo de densidad de luminosidad suavizando la distribución de galaxias dentro de la máscara 3D. Un procedimiento estándar consiste en utilizar una función kernel para convolucionar las posiciones discretas de las galaxias y extender su luminosidad. Por lo tanto, la resolución del campo de densidad resultante está dada por el tamaño de la celda. El resultado del suavizado depende de la forma y del tamaño de la función kernel utilizada. Siguiendo un análisis previo de la literatura (Einasto et al. 2001; Costa-Duarte et al. 2010), Luparello et al. (2011) utilizan un kernel de Epanechnikov de tamaño $r_0 = 8h^{-1}Mpc$, el cual da la siguiente contribución a la posición \mathbf{r} de una fuente ubicada en la posición \mathbf{R} :

$$k(\mathbf{r} - \mathbf{R}) = \frac{3}{4r_0} \left[1 - \left(\frac{|\mathbf{r} - \mathbf{R}|}{r_0} \right)^2 \right]. \quad (4.2)$$

Un kernel de Epanechnikov es muy adecuado para este análisis ya que su forma se asemeja a la de una Gaussiana, pero evita el suavizado excesivo. La densidad de luminosidad estimada dentro de una celda está dada por:

$$\rho_{cell} = L_{cell}(V_{cell} \times w_{cell}), \quad (4.3)$$

donde $V_{cell} = 1(h^{-1}Mpc)^3$ es el volumen de la celda, w_{cell} es la fracción de la celda que está contenida en la máscara 3D (su valor va desde 0, para las celdas fuera de la máscara, hasta 1 para las celdas completamente contenidas en la máscara), y L_{cell} es la contribución de las galaxias cercanas a la luminosidad:

$$L_{cell} = \sum_i L_{glx}^i \int_{cell} k(\mathbf{r} - \mathbf{R}_i) d\mathbf{r}. \quad (4.4)$$

Las concentraciones de galaxias tales como grupos ricos o cúmulos son caracterizadas por picos de la densidad de luminosidad, y están rodeados por regiones de muy baja densidad.

Una vez estimado el campo de densidad, el siguiente paso es buscar regiones grandes aisladas, cuya densidad supere un cierto umbral, las cuales serán las candidatas a ser futuras estructuras virializadas. Sin embargo, la densidad de luminosidad depende de la magnitud límite que caracteriza a una cierta muestra limitada en volumen, la cual determina el número y la luminosidad de las galaxias que contribuirán a la densidad total estimada.

En el trabajo de Luparello et al. (2011) utilizan el contraste de densidad en vez del valor total de la densidad de luminosidad para caracterizar los picos en la distribución de luminosidad. Las superestructuras se definen uniendo celdas sobredensas utilizando el algoritmo Amigos de los Amigos (FoF), que conecta celdas sobredensas que tiene un vértice o un lado en común. Con este fin, se utiliza una densidad de luminosidad umbral, $\rho_{lum-cell} \leq D_c \bar{\rho}_{lum}$. Como las propiedades del catálogo de superestructuras pueden ser afectadas por la elección del valor del parámetro de contraste D_c , se realizó un detallado estudio sobre la elección más adecuada de dicho valor. Para esto, se analizó la completitud y la contaminación de superestructuras para diferentes valores de D_c , en el rango $4 < D_c < 9$. El valor más adecuado para el umbral del contraste de la densidad de luminosidad, que garantiza una completitud alta y una contaminación baja es $D_c = 5,5$.

Resumiendo lo expuesto anteriormente, para la realización del catálogo de superestructuras del SDSS-DR7, Luparello et al. (2011) utilizaron un umbral del contraste de la densidad de luminosidad igual a $D_c = 5,5$, y un límite inferior para la luminosidad igual a $L_{str} > 10^{12} L_{\odot}$, para evitar incluir sistemas espurios. Es importante tener en cuenta el límite inferior en la luminosidad porque, si bien algunas superestructuras tienen sobredensidades totales de luminosidad superiores al valor crítico, sus masas aún no son suficientes como para asegurar que en el futuro colapsarán a sistemas virializados.

Dada la dependencia del campo de densidad de luminosidad, en el trabajo de Luparello et al. (2011) analizan 3 muestras con diferentes cortes de luminosidad, a las que denominan S1, S2 y S3, y se describen en la Tabla 1 de dicho trabajo. En el Capítulo 6 se realizará un trabajo utilizando las superestructuras definidas en este trabajo, para lo cual consideraremos la muestra S2, la cual contiene 89513 galaxias con $M_r < -20,47$ en el rango intermedio de redshift, $0,04 < z < 0,12$.

4.2. Simulaciones de N-Cuerpos

Si bien el crecimiento inicial de las perturbaciones en el campo de densidades puede estudiarse haciendo uso de herramientas teóricas, la evolución subsecuente, altamente no lineal, no puede ser descripta analíticamente. Mediante la cosmología puede estudiarse el proceso de formación de estructuras, pero las soluciones analíticas se ven limitadas a la teoría lineal de las perturbaciones.

El colapso de las fluctuaciones y la construcción jerárquica de las estructuras, puede sólo estudiarse a través de simulaciones que resuelven las ecuaciones de movimiento de forma numérica. Son dichos modelos semianalíticos los que permiten reconstruir el crecimiento de la estructura desde sus orígenes hasta el presente, incluyendo procesos físicos no viables de ser representados analíticamente, y así logran un “universo simulado”, sobre el cual pueden realizarse estudios estadísticos de diversas propiedades.

El método de N-Cuerpos es una herramienta computacional muy utilizada para estudiar el crecimiento de las estructuras cosmológicas debido a la inestabilidad gravitacional (ver, por ejemplo, Bertschinger 1998 y Springel, Frenk & White, 2006).

Un código de N-Cuerpos consiste de dos fases básicas, en una se calcula el campo de fuerzas ejercido por una configuración dada de partículas, mientras que en la otra las partículas son desplazadas de acuerdo al cálculo obtenido en la fase anterior.

Las aproximaciones básicas desde donde se puede atacar el problema de N-Cuerpos consisten en resolver directamente el movimiento de las partículas o resolver la ecuación de Poisson. Entre los métodos más usuales se pueden mencionar: Suma directa, Método Árbol (o *Tree Code*), Método *Particle-Mesh*, Híbridos (*TreePM/P³M*).

En este tipo de simulaciones cosmológicas, el volumen V donde evolucionan las partículas de materia oscura no puede considerarse aislado en el Universo, por lo que la región fuera de los límites geométricos del mismo, debe dar cuenta del campo de densidades con algún método. Considerar que existen límites periódicos es la única solución viable a este problema, lo cual por otro lado, exige naturalmente que el volumen que contiene a las partículas sea un cubo. El tamaño del volumen V sumado al número N de partículas en esta representación de sistemas de N-Cuerpos, determinan las resoluciones en masa y espacial de la simulación.

En el Capítulo 5 se analiza la probabilidad de encontrar eventos extremos (superestructuras) en el modelo cosmológico Λ CDM, para lo cual se utilizan 2 conjuntos de 50 simula-

ciones de N-Cuerpos de gran volumen cada uno, las cuales reciben el nombre de L-BASICC (Angulo et al. 2008). Los dos conjuntos corresponden a diferentes elecciones de los valores de los parámetros cosmológicos dentro de la cosmología plana Λ CDM (Sánchez et al. 2006, 2009). El conjunto L-BASICC usa los mismos parámetros cosmológicos que la Simulación Millennium de Springel et al. (2005): el parámetro de densidad de materia igual a $\Omega_m = 0,25$, el parámetro de densidad de energía para la constante cosmológica igual a $\Omega_\Lambda = 0,75$, la normalización de las fluctuaciones de densidad igual a $\sigma_8 = 0,9$, la constante de Hubble de $h = 0,73$ y el parámetro de densidad de bariones igual a $\Omega_b = 0,045$. El conjunto L-BASICC II usa una serie de parámetros que están en mejor acuerdo con las últimas observaciones del fondo cósmico de microondas y la estructura en gran escala de la distribución de galaxias (Sanchez et al. 2006): $\Omega_m = 0,237$, $\Omega_b = 0,041$, índice espectral escalar, $n_s = 0,954$, $\sigma_8 = 0,77$, y $h = 0,735$.

Cada una de las simulaciones L-BASICC y L-BASICC II cubre una región cúbica comóvil de $1340 h^{-1} \text{Mpc}$ de lado utilizando 448^3 partículas. Esto implica una masa por partícula comparable a la utilizada en la simulación Hubble Volume (Evrard et al. 2002).

El volumen de cada cubo computacional, $2,41 h^{-3} \text{Gpc}^3$, es casi veinte veces el del la Simulación Millennium, y más de tres veces el del volumen de la muestra de galaxias luminosas rojas del SDSS utilizada para las primeras detecciones de picos acústicos por Eisenstein et al. (2005). El cubo computacional es 300 veces el volumen de la región cubierta por la muestra limitada en volumen de galaxias L_* del 2dFGRS. El volumen total del conjunto es $120 h^{-3} \text{Gpc}^3$, más de cuatro veces el de la simulación Hubble Volume, con lo cual es un recurso único para estudiar la frecuencia de objetos raros en un Universo Λ CDM.

Para cada una de las 50 realizaciones de ambas simulaciones se utilizó una semilla de random diferente para establecer el campo de densidad inicial y se utilizó como redshift inicial $z = 63$. Para cada simulación se almacenaron la posición y la velocidad de cada partícula, para cuatro redshift diferentes ($z = 0,0; 0,5; 0,9; 3,8$). Además se realizó un catálogo para cada uno de dichos redshifts, el cual contiene objetos con 10 o más partículas, a lo que llamaremos catálogo de halos.

Para realizar uno de los análisis propuestos en este trabajo, desarrollado en el Capítulo 5, se utilizaron los catálogos de halos, extraídos de las salidas de las simulaciones, correspondientes a $z = 0$. Para la realización de dichos catálogos se aplicó el algoritmo Amigos de los Amigos (FoF), previamente desarrollado en el Capítulo 2.

Como ya se mencionó anteriormente, en los catálogos de halos se consideran objetos con diez o más partículas, lo cual corresponde a una masa límite de $1,75 \times 10^{13} h^{-1} M_\odot$, y son

ideales para analizar la probabilidad de encontrar estructuras raras masivas en el Universo.

Capítulo 5

Superestructuras y el Modelo Λ CDM

Una de las principales dificultades del análisis de los eventos extremos en la distribución de materia tales como vacíos, sobredensidades o halos muy masivos, es la falta de muestras estadísticamente considerables. La distribución de Gumbel es una herramienta estadística que permite enfrentar esta dificultad, anticipando la probabilidad de encontrar eventos extremos en una dada distribución, sin la necesidad de hacer suposiciones sobre la forma detallada de la distribución subyacente. La aplicación de dicha técnica a los supercúmulos de galaxias, permite analizar la validez del modelo cosmológico actualmente más aceptado Λ CDM.

5.1. Introducción

En este capítulo introducimos un nuevo método objetivo para determinar la probabilidad de encontrar eventos extremos en la distribución de materia oscura fría tales como vacíos, sobredensidades o halos muy masivos, presentado en Yaryura et al. (2010).

Para nuestra aproximación utilizamos simulaciones de N-Cuerpos del clustering jerárquico de materia oscura para encontrar estructuras extremas. La frecuencia de los eventos extremos, en nuestro caso las celdas o el volumen suavizado con el máximo recuento de cúmulos de halos de materia oscura, es bien descrito por una distribución de Gumbel. Esta distribución puede ser utilizada para anticipar la probabilidad de encontrar eventos aún más extremos, los cuales requerirían de conjuntos de simulaciones excesivamente grandes para poder ser cuantificados.

Usamos dicha técnica para determinar la probabilidad de encontrar concentraciones de cúmulos o supercúmulos masivos, como aquellos encontrados en el catálogo 2dFGRS, usando un análisis de recuento en celdas. La distribución de Gumbel brinda una excelente descripción de la distribución del recuento de celdas extremas en dos grandes conjuntos de simulaciones correspondientes a diferentes cosmologías, y midiendo el clustering tanto en el espacio real como en el espacio de redshift. Encontramos ejemplos de estructuras similares a las encontradas en el 2dFGRS en las simulaciones. Sin embargo, la probabilidad de encontrar tales estructuras en un volumen igual al del 2dFGRS es del orden del 2 %.

5.2. Antecedentes

El descubrimiento de objetos extremos, tales como vacíos o regiones altamente sobredensas, en las cuales se encuentran gran cantidad de cúmulos de galaxias, llamados supercúmulos, se presenta como un desafío al paradigma de la formación jerárquica de la estructura.

Sin embargo, la principal desventaja de establecer o descartar un modelo mediante la presencia de estas estructuras poco comunes es que no siempre es claro como determinar la probabilidad de encontrar tales objetos. En este capítulo introducimos una nueva metodología para tratar este problema en el cual utilizamos simulaciones de N-Cuerpos y la teoría del valor extremo para proporcionar un análisis cuantitativo de la probabilidad de encontrar estructuras raras en un modelo cosmológico dado.

En la literatura se encuentran diversos trabajos dedicados al estudio de estas estructuras poco frecuentes. Cruz et al. (2005) encontraron una mancha fría en el fondo cósmico de radiación de microondas que es mucho mayor a las esperadas en una distribución Gaussiana. Rudnick, Brown & Williams (2007) sugirieron que dicha mancha fría es una anisotropía secundaria, coincidente con la posición angular de un vacío en un relevamiento de radio galaxias. Siwnbank et al. (2007) encontraron una gran asociación de cúmulos de galaxias, un supercúmulo de galaxias, a $z \sim 0,9$ en el UK Infrared Deep Sky Survey. Sylos Labini, Vasiliev & Baryshev (2009a,b) argumentan que las fluctuaciones de densidad a gran escala están presentes en los catálogos de galaxias locales, las cuales no pueden ser explicadas con los modelos de formación de estructuras. En la interpretación de tales resultados, se presentan dos problemas comunes. En primer lugar, cual es la función de selección, la cual nos permitiría determinar la frecuencia de encontrar tales estructuras? Y, en segundo lugar, que estamos examinando exactamente? Por ejemplo, en el caso de una sobredensidad de galaxias, estamos observando un cúmulo masivo o es una proyección de estructuras más pequeñas a lo largo de la línea de la visual? Cómo deberíamos comparar las observaciones con las predicciones teóricas?

En este capítulo analizamos cuán comunes son los supercúmulos encontrados en el catálogo 2dFGRS (2dFG; Colless et al. 2001, 2003) en la cosmología Λ CDM. Estas estructuras fueron identificadas como “*manchas calientes*” en la distribución del recuento de galaxias en celdas (Baugh et al. 2004; Croton et al. 2004). Una de dichas estructuras se encuentra en la región NGP del 2dFGRS a redshift $z = 0,08$ y a una ascensión recta de 3,4 horas, y la otra se encuentra en la región SGP a $z = 0,11$ con ascensión recta igual a 0,2 horas.

Los momentos de órdenes mayores de los recuentos están fuertemente influenciados por la presencia de dichas estructuras (Croton et al. 2004; Nichol et al. 2006). Un análisis posterior de grupos de galaxias en el 2dFGRS reveló que estas regiones contienen una fracción realmente alta de todos los cúmulos masivos contenidos en el relevamiento (Eke et al. 2004a). De los 94 grupos en el catálogo completo 2dFGRS limitado por flujo hasta $z \sim 0,15$ con 9 miembros o más y masas estimadas mayores a $5 \times 10^{14} h^{-1} M_{\odot}$, el 20% reside en estos supercúmulos (Padilla et al. 2004). El supercúmulo en la región NGP del 2dFGRS es parte de la *Gran Pared del Sloan* (Gott et al. 2005).

Los supercúmulos hallados en el 2dFGRS no son los mayores supercúmulos en el universo local (para una lista de supercúmulos, ver Einasto et al. 2001). Por ejemplo, el cúmulo Shapley contiene más cúmulos de Abell que cualquiera de las estructuras del 2dFGRS (Raychaudhury et al. 1991; Proust et al. 2006; Munoz & Loeb 2008). Sin embargo, no todos los cúmulos contenidos en el Shapley y en concentraciones de masa similares tienen el redshift medido. Muchos de los miembros de los cúmulos han sido identificados en proyección, por lo cual su tamaño real es un debate abierto (Sutherland & Efstathiou 1991). La ventaja de

enfocarse en las estructuras del 2dFGRS es que éstas han sido identificadas a partir de un relevamiento con redshift sin bias el cual fue diseñado para catalogar un volumen particular del Universo, y no para focalizarse en estructuras conocidas. Por lo cual, el volumen del espacio en el que se han encontrado los supercúmulos está bien definido. Además, a través de la construcción del catálogo Percolation Inferred Galaxy Group (2PIGG) del 2dFGRS (Eke et al. 2004a), descrito en el Capítulo 4, existe una manera clara y objetiva de relacionar las propiedades observadas de los grupos de galaxias que constituyen las superestructuras con los halos de materia oscura en simulaciones de N-Cuerpos.

En este trabajo usamos la teoría del valor extremo, definida en el Capítulo 3, para determinar la probabilidad de encontrar estructuras tales como los supercúmulos del 2dFGRS en la cosmología CDM. Intentos previos de analizar la probabilidad de encontrar tales estructuras han utilizado pocas simulaciones, por lo cual no han sido capaces de establecer conclusiones definitivas. Por ejemplo, Croton et al. (2004) calcularon los momentos de la distribución de los recuentos de galaxias en celdas en los 22 catálogos sintéticos, cuya realización se describe en Norberg et al. (2002). Ninguno de dichos catálogos sintéticos presentan momentos de órdenes mayores que se asemejen a los medidos en el 2dFGRS, dando una probabilidad menor al 5% de que dichas estructuras puedan encontrarse en un modelo CDM. Una manera posible de tratar este problema es generando estimas del error sobre una medición de los datos (ver Norberg et al. 2009). Se necesitan al menos 50 de dichas estimas para lograr una estima adecuada de la varianza de una medición en el caso de estadísticas Gaussianas, y claramente este método no es aplicable a una estructura que aparece una o dos veces en el conjunto de datos. El método descrito en este trabajo fue calibrado utilizando simulaciones de N-Cuerpos y puede ser extrapolado a probabilidades muy bajas, sin necesidad de hacer suposiciones sobre la forma detallada de la distribución subyacente, sólo de su comportamiento asintótico.

5.3. Datos analizados: Supercúmulos del 2dFGRS

Como ya se mencionó en la introducción, en este capítulo se pretende calcular la probabilidad de encontrar eventos extremos utilizando la Teoría del Valor Extremo descrito en el Capítulo 3. Los datos de valor extremo que analizaremos son las dos celdas “calientes” identificadas en el 2dFGRS por Baugh et al. (2004) y Croton et al. (2004), tales como se muestran en la Figura 5.1.

Estas celdas calientes fueron inicialmente identificadas en una muestra limitada en volumen de galaxias L_* . Dejando afuera las galaxias contenidas en las dos celdas calientes, los momentos de órdenes mayores de la distribución del recuento tiene la forma esperada para

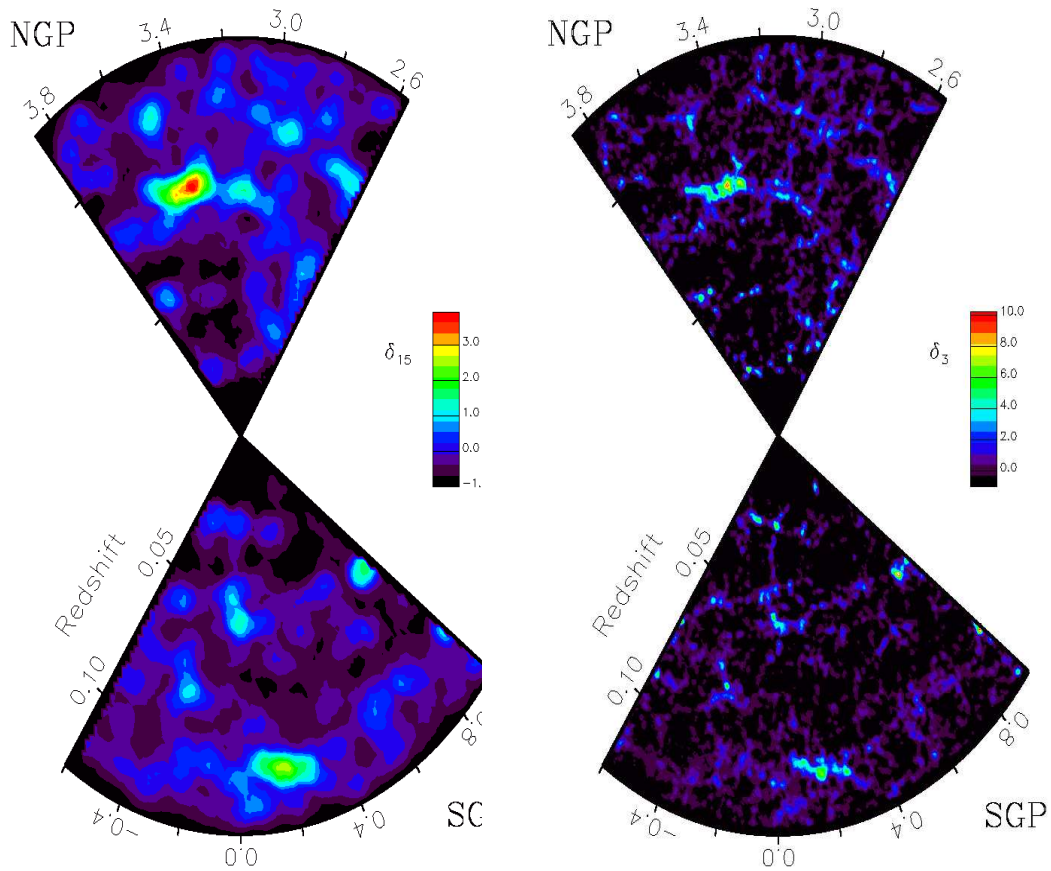


Figura 5.1 Densidad proyectada de galaxias en la muestra L_* limitada en volumen, suavizada en dos escalas diferentes. La distribución de galaxias es proyectada sobre el plano ascención recta-redshift, luego es suavizada en celdas circulares de $15h^{-1}Mpc$ de radio (izquierda) y de $3h^{-1}Mpc$ de radio (derecha). El color rojo denota las densidades más altas tal como se indica en la escala situada en cada panel. Dos manchas “calientes” sobresalen claramente, una en la región NGP a $z \approx 0,08$ y la otra en la región SPG a $z \approx 0,11$. La ascención recta está dada en radianes.

las grandes escalas. El radio de las celdas utilizado por Croton et al. (2004) es equivalente a un cubo de $40,6h^{-1}Mpc$ de lado. Correlacionando las celdas calientes en la distribución de galaxias con el catálogo 2PIGG, hay 10 grupos en cada celda con una masa estimada mayor que $5 \times 10^{14}h^{-1}M_{\odot}$ (Padilla et al. 2004).

En vez de construir catálogos sintéticos de galaxias para comparar con el 2dFGRS, consideraremos el recuento de halos de materia oscura. Esto elimina ciertas incertezas teóricas, tales como que ya no es necesario incluir un modelo de formación de galaxias, el cual podría producir un catálogo de grupos con propiedades diferentes a las de la muestra 2PIGG. Además, hay una prescripción objetiva que relaciona la masa de un grupo de galaxia en el catálogo 2PIGG con la masa de un halo de materia oscura en una simulación de N-Cuerpos (Eke et al. 2004b).

Un análisis detallado usando simulaciones muestran que hay una dispersión y un pequeño bias sistemático entre la masa verdadera del halo en la simulación de N-Cuerpos m_{true} y la masa estimada inferida de los grupos de galaxias definidos utilizando un algoritmo de perlocación (Eke et al. 2004b):

$$m_{estimated} = m_{true} \times 10^{0,1+0,3\sigma}, \quad (5.1)$$

donde el bias sistemático es 0,1 dex y σ es una desviación Gaussiana con media cero y varianza igual a uno. Por consiguiente, dada la masa verdadera obtenida a partir de la simulación, podemos generar una masa estimada usando la ecuación 5.1, para imitar la masa que se hubiese obtenido para ese halo con el algoritmo del 2PIGG.

5.4. Resultados

En esta sección presentamos los resultados de la distribución del recuento en celdas de los halos de materia oscura en los conjuntos de simulaciones L-BASICC y L-BASICC II, ambos descritos en el Capítulo 4.

Como primer paso, analizamos el impacto sobre la función de masa de los halos al incluir el bias y el error esperado si el algoritmo para encontrar grupos utilizado en el 2PIGG se aplicara al catálogo sintético de galaxias realizado a partir de la simulación de N-Cuerpos. La figura 5.2 muestra la abundancia de halos en $z = 0$, tanto considerando como no, el error inferido en la distribución dado por la ecuación 5.1. Cada una de las curvas negras corresponde a una de las 50 realizaciones de cada simulación. De este gráfico podemos observar

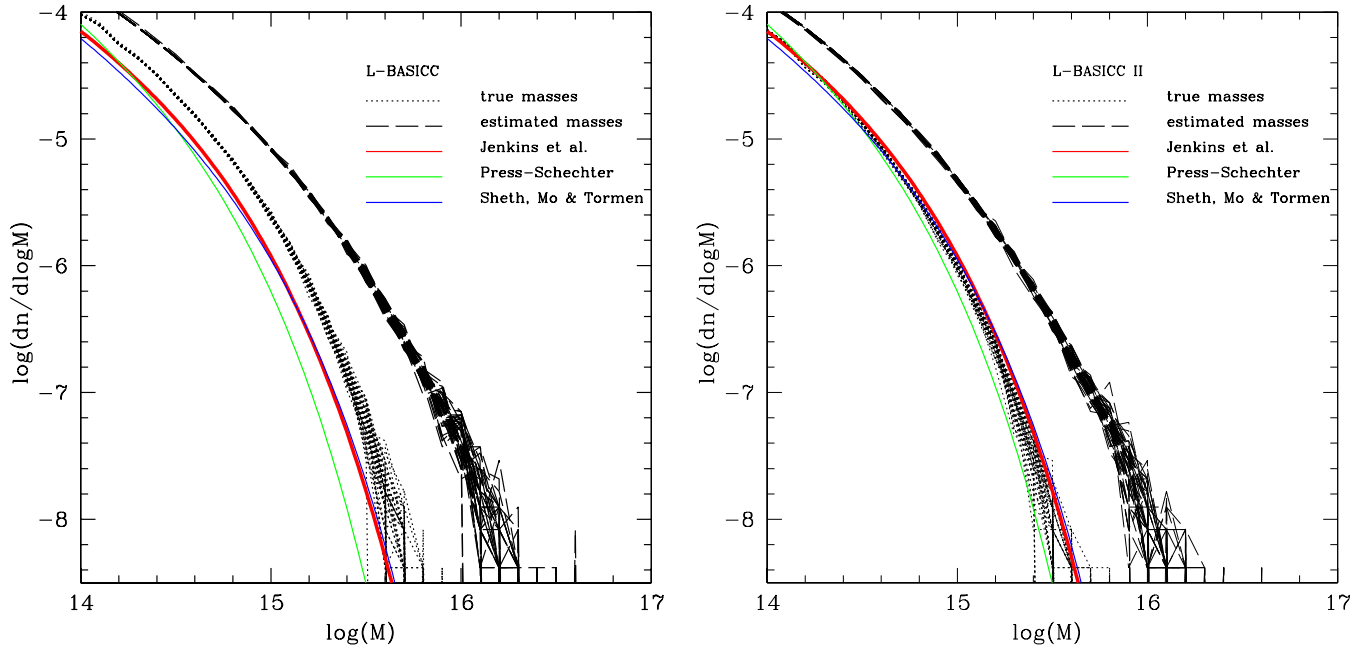


Figura 5.2 Abundancia de halos de materia oscura como función de la masa para el conjunto de simulaciones L-BASICC (izquierda) y L-BASICC II (derecha). En ambos casos, las líneas de puntos negros muestran la función de masa utilizando la masa verdadera, tal como es determinada por el algoritmo para encontrar grupos amigos de los amigos. Las líneas negras de trazos muestran la función de masa después de haber aplicado la fórmula para generar la masa *estimada*, es decir, la masa que se hubiese obtenido al aplicar el algoritmo del 2PIGG (ecuación 5.1). Cada línea corresponde a una simulación del conjunto. Las líneas de colores son las mismas en ambos paneles y corresponden a las predicciones teóricas para las funciones de masa verdaderas en la cosmología L-BASICC II, con la curva roja mostrando el ajuste empírico de Jenkins et al.(2001), la curva verde la función de masa de Press & Schechter (1974) y la curva azul la predicción de Sheth, Mo & Tormen (2001). En el panel derecho, estas curvas muestran que las predicciones teóricas están en buen acuerdo con los resultados de las simulaciones. En el panel izquierdo, las mismas curvas son graficadas para mostrar cómo se modifican los resultados de las simulaciones al variar los parámetros cosmológicos.

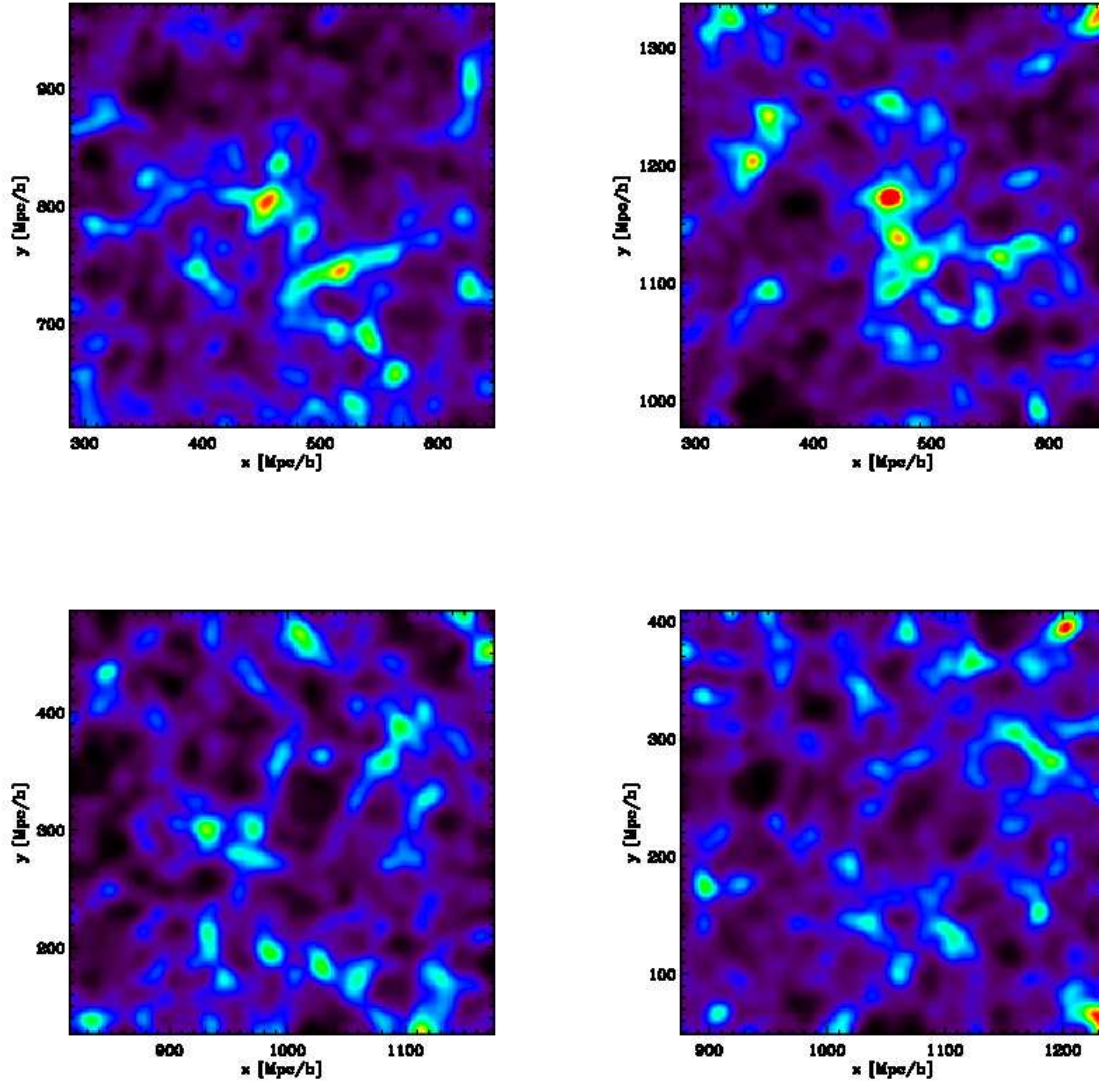


Figura 5.3 Densidad proyectada de materia oscura en simulaciones seleccionadas. La escala del color es la misma en cada panel y cubre el rango desde 1 (negro) hasta 16 (rojo) partículas de materia oscura por píxel, con 256×256 píxeles por imagen. El rojo corresponde a una densidad de materia oscura proyectada de $1,5 \times 10^{13} h^{-1} M_{\odot} / (h^{-1} \text{Mpc})^2$. El ancho de la tajada es de $40 h^{-1} \text{Mpc}$. Los dos paneles superiores están centrados en celdas “calientes” en la distribución de halos masivos, mientras que los dos paneles inferiores muestran regiones elegidas aleatoriamente.

que hay una dispersión considerable para los halos más masivos, en la función de masa de los halos entre las realizaciones individuales para los conjuntos de simulaciones. Además, es muy notable que hay un cambio significativo en la abundancia de los halos en la cola de masas altas de la función de masa al incluir el error en la masa. La abundancia de halos de masa $\log_{10}(M_{\text{halo}}/h^{-1}M_{\odot}) \sim 15,5$ aumenta en un orden de magnitud cuando se incluyen los errores en la masa. Esto se entiende fácilmente en términos de la forma exponencial de la función de masa para halos de esas masas. Hay muchos más halos de baja masa que de alta masa. Por consiguiente, al aplicar una perturbación en la masa del halo correspondiente a una distribución simétrica de error, hay una transferencia de halos desde los bins con masas más bajas hacia los bins con masas más altas. Este efecto es acrecentado por la pequeña sobrestima sistemática en la masa del halo debida al algoritmo del 2PIGG. Las funciones de masa analíticas, representadas por las curvas de colores tal como indica cada gráfico, están en buen acuerdo con la función de masa sin perturbar, excepto para el caso de la teoría de Press & Schechter, la cual predice muy pocos halos masivos. Esta discrepancia ya se notó en trabajos previos (ver por ejemplo, Efstathiou et al. 1988). Finalmente, notamos que hay una reducción importante en la abundancia de halos de una dada masa en la cosmología L-BASICC II, con respecto a la cosmología L-BASICC, como puede verse claramente comparando los resultados de las simulaciones con los modelos analíticos en la Figura 5.2, los cuales son las mismas en cada panel.

Como próximo paso, medimos la distribución del recuento en celdas de halos de materia oscura en las simulaciones. En el Capítulo 4 definimos a los halos como aquellos objetos identificados en las simulaciones, mediante el algoritmo Amigos de los Amigos (FoF), que contienen 10 partículas o más. Para este recuento, consideramos sólo los halos con masas superiores a $5 \times 10^{14} h^{-1} M_{\odot}$, usando tanto la masa verdadera como la estimada. La masa verdadera determinada directamente de la simulación con un identificador de halos Amigos de los Amigos (FoF) usando las partículas de materia oscura y la masa estimada, la cual intenta imitar la masa que el algoritmo 2PIGG le hubiese asignado al halo. Usamos celdas cúbicas de $40,6 h^{-1}$ Mpc de lado, ya que es el volumen equivalente al de las celdas utilizadas por Croton et al. (2004). Como ya se mencionó en la sección anterior, si se correlacionan las celdas calientes en la distribución de galaxias con el catálogo 2PIGG, hay 10 grupos en cada celda con una masa estimada mayor que $5 \times 10^{14} h^{-1} M_{\odot}$ (Padilla et al. 2004). Haciendo el equivalente de estos grupos con los halos de materia oscura en las simulaciones; para encontrar celdas con sobredensidad de halos similar a las correspondientes a los supercúmulos del 2dFGRS, necesitamos encontrar celdas que contengan 10 halos o más, cuya masa límite es la mencionada anteriormente. Para la distribución de halos se realiza un sobremuestreo tirando muchas más celdas de las que entrarían independientemente en el volumen de cada simulación. Esto es importante porque el recuento de halos dentro de una celda podría cambiar significativamente con un pequeño cambio en la ubicación de la celda. Este sobremuestreo es tenido en cuenta cuando se grafica la distribución de la probabilidad del recuento en celdas. Realizamos un sobremuestreo del campo de densidad igual a 1000 regrideados: aunque en la

práctica la distribución de la probabilidad del recuento converge utilizando unas pocas decenas de regrideados.

En la Figura 5.3 se muestran algunas regiones seleccionadas de las simulaciones L-BASICC. Estos gráficos muestran la densidad proyectada de materia oscura en rebanadas de $40h^{-1}\text{Mpc}$. El volumen en estas rebanadas es el 50 % del volumen de la muestra L_* del 2dFGRS. Los paneles superiores están centrados en celdas “calientes”, las cuales contienen 10 halos o más, más masivos que $5 \times 10^{14}h^{-1}M_{\odot}$ y los paneles inferiores muestran regiones seleccionadas aleatoriamente.

En primer lugar, calculamos el recuento en celdas usando la posición verdadera de los halos, sin tener en cuenta el impacto de las velocidades peculiares. El recuento en celdas para los 2 conjuntos de simulaciones están graficados en la Figura 5.4. En las 100 realizaciones considerando ambas cosmologías, no encontramos ninguna celda con la ocupación necesaria de halos masivos para igualar a los supercúmulos del 2dFGRS, al utilizar las masas verdaderas de los halos. La conclusión es muy diferente si consideramos las masas estimadas de los halos en vez de las masas verdaderas. En este caso, hay muchas celdas con 10 o más halos con la masa necesaria. En la cosmología L-BASICC, en la mayoría de las realizaciones las celdas son calientes, conteniendo 10 o más halos masivos. Alrededor de un cuarto de las realizaciones en el conjunto de simulaciones L-BASICC-II contienen celdas con recuentos superiores al umbral. Esta diferencia en la cola de la distribución del recuento se debe principalmente a la diferencia en el valor de σ_8 entre ambos conjuntos de simulaciones, L-BASICC y L-BASICC II.

El impacto de las velocidades peculiares en la apariencia de la estructura en gran escala en la distribución de halos es tenida en cuenta usando la aproximación del observador distante. Uno de los ejes cartesianos del cubo de la simulación es considerado como la línea de la visual. El movimiento peculiar del halo a lo largo de ese eje es sumado a su posición, después de aplicar una escala adecuada para convertir la velocidad en un desplazamiento equivalente en Mpc.

Este cambio en la probabilidad del recuento en celdas es un poco dramático, como puede observarse en la Figura 5.4. Hay un desplazamiento en el recuento de celdas máximo y un aumento en la dispersión en el máximo recuento en celdas a lo largo de las realizaciones de los conjuntos de simulaciones. El impacto de las distorsiones del espacio de redshift sobre el recuento en celdas es semejante a cambiar la cosmología utilizada en las simulaciones L-BASICC a la cosmología utilizada en las simulaciones L-BASICC II (cuya diferencia se debe principalmente al cambio en el valor de σ_8).

Para cuantificar más claramente estos cambios, graficamos la distribución del recuento máximo de celdas sobre las diferentes realizaciones. Los histogramas muestran la distribución del recuento de celdas calientes extraídos de las simulaciones. Las curvas muestran la distribución de Gumbel de la Ecuación 3.30, graficadas usando la media y varianza correspondientes a las distribuciones de las celdas calientes tal como fueron calculadas de las simulaciones. En el espacio real la media y la varianza de las celdas calientes para el conjunto de simulaciones L-BASICC son 11,1 y 0,995 respectivamente, lo cual corresponde a $\mu = 10,65$ y $\beta = 0,78$; en el caso de L-BASICC II estos valores se convierten en $\mu = 8,21$ y $\beta = 1,22$. El buen acuerdo entre las distribuciones de Gumbel y los resultados de las simulaciones es muy notable, siendo igualmente bueno en el espacio real como en el de redshift y para las masas con y sin error.

Los resultados son sensibles al error asumido en la masa del halo devuelto por el algoritmo para encontrar grupos utilizado en el catálogo 2dFGRS. En la Figura 5.5 se muestra el impacto en la probabilidad del recuento en celdas debido a un pequeño aumento en la dispersión de las masas de halos, usando un dex de 0,4 en vez de 0,3 como en el caso anterior. Este aumento del 25 % en el error de la masa produce un corrimiento considerable en la cola de la distribución del recuento y, correspondientemente, en la distribución del los recuentos en celdas máximos, tal como se muestra en el panel inferior de la Figura 5.5. Eke et al. (2004b) realizaron una cuidadosa evaluación del error de las masas recuperadas de los grupos de 2dFGRS, usando simulaciones de N-Cuerpos combinadas con un modelo de formación de galaxias. Sin embargo, no es inconcebible pensar que los parámetros usados en el algoritmo para encontrar grupos pudiesen tener alguna dependencia con el modelo de formación de galaxias utilizado en la calibración, así como el error en las masas recuperadas, particularmente considerando el 25 % recién mencionado.

Ya se ha presentado la probabilidad de encontrar celdas calientes dentro de todo el volumen de las simulaciones, el cual es mucho mayor que volumen de la muestra 2dFGRS L_* limitado en volumen. Resumiendo lo mencionado anteriormente, se puede decir que considerando todo el volumen de las simulaciones, las celdas con la cantidad de halos masivos equivalentes a las encontradas en el 2dFGRS son comunes en los modelos de CMD que mejor ajustan, particularmente cuando el clustering es medido en el espacio de redshift y se incluyen los efectos de los errores en la masa introducidos por el procedimiento utilizado para encontrar grupos.

Pero, teniendo en cuenta que el volumen de la muestra L_* es equivalente a aproximadamente 120 celdas cúbicas de $40,6h^{-1}Mpc$, es necesario medir la probabilidad de encontrar dichas celdas calientes en volúmenes equivalentes al de la muestra 2dFGRS L_* , para obtener así resultados más confiables. Con este objetivo, se calculó la probabilidad de encontrar celdas calientes en grupos de 120 celdas extraídas de las simulaciones. Las celdas son contiguas

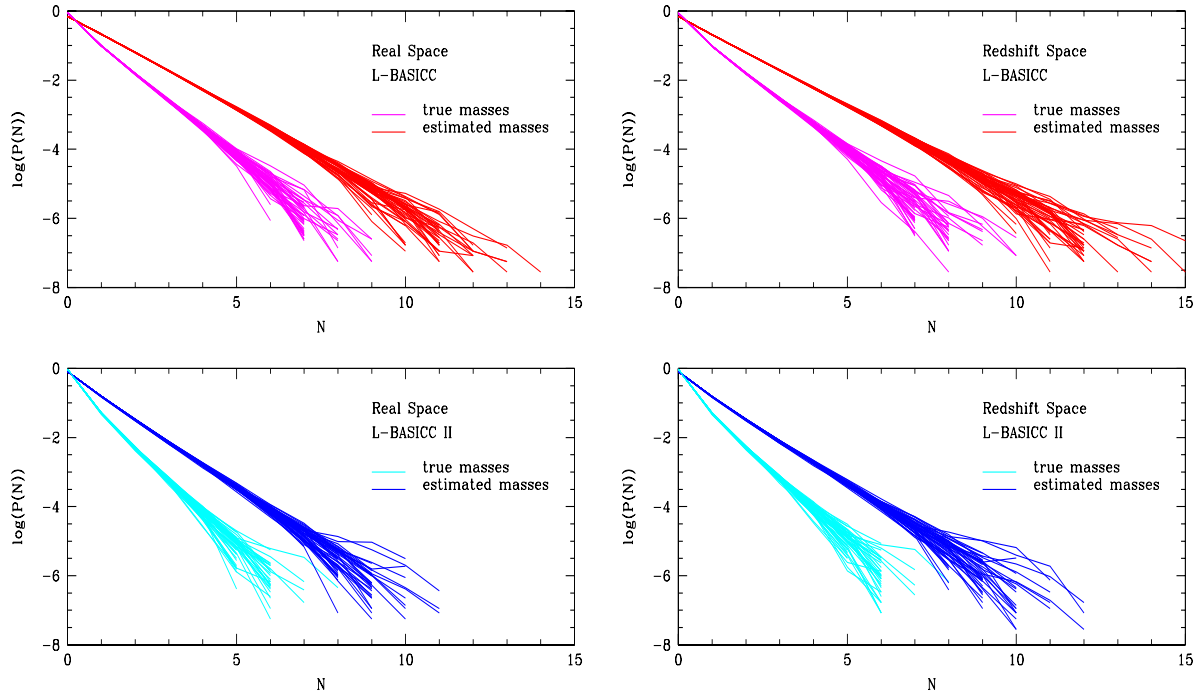


Figura 5.4 Distribución de la probabilidad del recuento de halos con masas superiores a $5 \times 10^{14} h^{-1} M_{\odot}$ en celdas cúbicas de $40,6 h^{-1} \text{Mpc}$ de lado. En los paneles izquierdos, el recuento en celdas es calculado usando las posiciones de los halos en el espacio real y en los paneles derechos usando las posiciones en el espacio de redshift. La fila superior muestra los resultados para el conjunto de simulaciones L-BASICC y la fila inferior para L-BASICC-II. Cada curva muestra la distribución del recuento en una realización. Las diferentes líneas coloreadas en cada panel indican las mediciones teniendo en cuenta, o no, el error en la masa, tal como lo indican las referencias en cada caso.

en los planos x e y dentro del cubo de la simulación, pero no representan un intento de extraer una región con la misma geometría que el 2dFGRS, sino sólo el mismo volumen. En la muestra L-BASICC II en el espacio de redshift, encontramos que en el 2% de los casos, se encuentra una celda caliente. Por lo tanto, la probabilidad de encontrar una celda caliente, tal como las del 2dFGRS es muy baja, pero no insignificante.

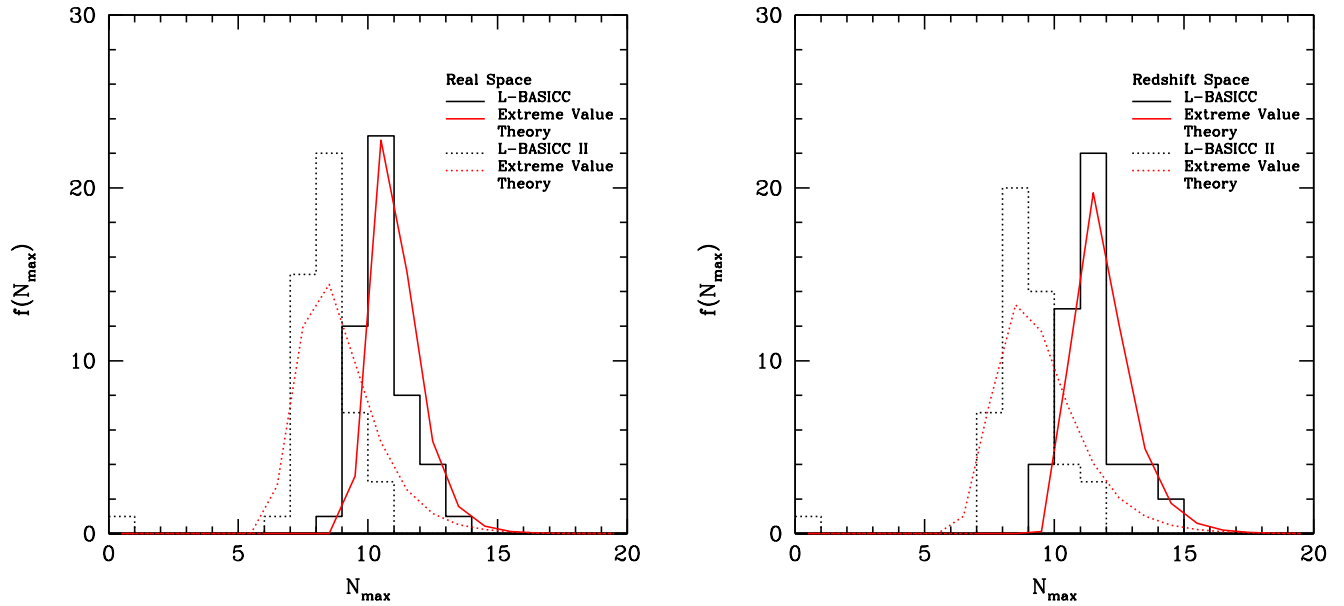


Figura 5.5 Distribución del recuento en celdas de las celdas más calientes de cada realización en los conjuntos de simulaciones. El número graficado en el eje x es el número de halos con masa $> 5.e \times 10^{14} h^{-1} M_{\odot}$ en la celda. El panel izquierdo muestra el recuento en celdas calculado en el espacio real, mientras que el panel derecho corresponde al espacio de redshift. Los resultados para el conjunto L-BASICC son mostrados utilizando histogramas sólidos, mientras que para el conjunto L-BASICC-II se utilizan histogramas con líneas de punto. Las distribuciones de Gumbel correspondientes a cada caso son graficadas en color rojo.

5.5. Conclusiones

En este capítulo se introdujo una nueva metodología objetiva para determinar la probabilidad de encontrar estructuras extremas en los modelos de formación jerárquica de estructuras.

Generalmente, la probabilidad de encontrar una estructura inusual tal como un vacío o una sobredensidad es estimada usando una distribución Gaussiana, ya que la escala de suavizado en cuestión es grande. Esta es una buena aproximación para eventos que representan pequeños apartamientos de la densidad media. Sin embargo, para los eventos extremos esta es una mala suposición. La distribución de probabilidad del contraste de densidad sobre una escala particular suavizada, aunque se asuma que es inicialmente Gaussiana en la mayoría de los modelos, evoluciona rápidamente alejándose de dicha forma debido a la inestabilidad gravitacional. Asumir una distribución Gaussiana en vez de la distribución verdadera podría conducir a una subestimación de la probabilidad de encontrar una celda con una densidad extrema de muchos órdenes de magnitud.

La ventaja de nuestra aproximación es que no es necesario especificar la forma real de la distribución de probabilidad del recuento en celdas. Hemos demostrado que la distribución de los recuentos en celdas extremos es bien descrita por una distribución de Gumbel en un rango de diferentes situaciones: espacio real, espacio de redshift y utilizando halos con y sin error en la determinación de su masa. Las simulaciones permiten determinar la media y la varianza de la distribución de Gumbel. La forma analítica puede ser extrapolada a las colas de la distribución para determinar la probabilidad de los eventos que requerirían cientos de miles de realizaciones de simulaciones de N-Cuerpos para ser determinados. Usando simulaciones de N-Cuerpos, podemos determinar la probabilidad de encontrar eventos que no podrían ser calculados analíticamente, tal como el anillo de Einstein más grande esperado en el modelo CDM (Oguri y Blandford, 2009).

En nuestras simulaciones podemos encontrar celdas con el número de halos masivos observados en el 2dFGRS, si medimos el clustering de estos halos en el espacio de redshift y si el error en la masa introducido por el algoritmo utilizado para encontrar grupos es tenido en cuenta. Sin embargo, si consideramos un volumen del tamaño de la muestra 2dFGRS L_* , el cual es 300 veces más pequeño que el volumen de nuestra simulación, esperamos encontrar una sobredensidad de masa en los cúmulos de halos de ≈ 2 en los cientos de casos.

Norberg et al. (2010) realizaron un análisis similar usando la última publicación del SDSS. Estos autores aplican diferentes técnicas para identificar regiones sobredensas. Dividen la distribución de galaxias en zonas, tal como debería hacerse para realizar la estimación del error Jackknife de las estadísticas de clustering (Norberg et al 2009). Comparando la dis-

tribución de las funciones de correlación de dos y tres puntos calculadas para los muestreos de Jackknife, una zona cuya omisión produce una estima alejada del clustering fue encontrada. Sin embargo, cuando se aplica el mismo análisis al conjunto de simulaciones de N-Cuerpos utilizadas en este trabajo, Norberg et al. (2010), encuentran que estos valores atípicos son poco comunes. Hay algunas diferencias entre dicho análisis y el realizado en nuestro trabajo. La muestra del SDSS limitada en volumen es un orden de magnitud más grande que la muestra del 2dFGRS considerada en este trabajo. Norberg et al. encuentran una estructura *inusual* en la muestra limitada en volumen de galaxias L_* . Además, el método para cuantificar estructuras inusuales es diferente al utilizado por nosotros, y escogerá un tipo de estructura muy diferente. Las zonas utilizadas por Norberg. et al. muestrean volúmenes cónicos del espacio, las cuales cubren grandes distancias radiales. La superestructura en su caso podría ser una proyección de estructuras independientes a lo largo de la línea de la visual. En nuestro caso, usamos celdas compactas. Norberg et al. (2010) concluyen que en el gran volumen de la muestra de L_* del SDSS, las estructuras encontradas mediante su estudio de funciones de correlación son consistentes con las encontradas en CDM. Nuestros resultados no contradicen esta conclusión, ya que hemos utilizado un estudio diferente para buscar regiones sobredensas con una estructura diferente.

Capítulo 6

Clustering dentro y fuera de Superestructuras

Las superestructuras son las regiones actualmente sobredensas que en el futuro serán sistemas ligados y virializados, ya que considerando el marco del Modelo Cosmológico Λ CDM, la dinámica actual y futura del Universo está dominada por la expansión acelerada. Estas estructuras no sólo dan información acerca de la formación y evolución del Universo, sino que también podrían influenciar la formación y evolución de los sistemas que los rodean. La comparación del clustering de galaxias, diferenciando entre las galaxias ubicadas dentro y fuera de dichas superestructuras, brinda información sobre la influencia de las estructuras más masivas presentes actualmente en el Universo sobre las galaxias. El estudio de la población estelar de dichas galaxias, brinda además información sobre la influencia del entorno sobre la actividad de formación de estas galaxias.

6.1. Introducción

Como ya se mencionó en capítulos anteriores, el estudio de las propiedades de las estructuras más grandes presentes actualmente en el Universo, nos provee de importante información sobre la estructura en gran escala, permitiendo análisis precisos sobre el modelo cosmológico. Sin embargo, como dichas estructuras componen el medio que rodea a las galaxias, generan fuertes influencias en sus propiedades, en su evolución y en su distribución espacial.

En la literatura podemos encontrar modelos recientes de formación de galaxias, los cuales asumen que las propiedades de las galaxias están determinadas por los halos donde se forman y no por el medio en gran escala que las rodea. En este marco, la población de galaxias en un halo de una dada masa es independiente de la ubicación del halo. Esto se explica mediante la descripción estándar de la formación de estructuras, conocida como teoría de Press-Schechter, la cual está basada en dos modelos: la teoría del crecimiento lineal de las perturbaciones de la densidad de un campo aleatorio de fluctuaciones inicialmente Gaussiano y el modelo de colapso esférico lineal.

Sin embargo, en los últimos años, se realizaron numerosos trabajos, tanto observacionales como usando simulaciones, que demuestran que las propiedades de las galaxias, tales como la tasa de formación estelar y los colores, dependen de la estructura en gran escala. Estos resultados fortalecen el hecho de que la población de galaxias también depende del medio en gran escala, tanto en los modelos como en las observaciones.

La evolución cosmológica de la estructura en gran escala tiene importantes implicancias en la distribución espacial, frecuencia y propiedades de los supercúmulos y de las galaxias contenidas en ellos. Debido a esta relación, los supercúmulos pueden ser utilizados como pruebas cosmológicas, y su estudio puede orientarse hacia la restricción de modelos y la descripción de la formación de superestructuras en escalas cosmológicas. Las propiedades de los supercúmulos se han utilizado para discriminar entre diferentes modelos cosmológicos, favoreciendo el modelo cosmológico estándar en la mayoría de los casos. Sin embargo, hay indicios de que hay estructuras demasiado masivas o que se formaron muy temprano para el modelo estándar.

En este capítulo se analizan las propiedades de clustering de galaxias y, en particular, de las que forman parte de grandes estructuras que se encuentran en proceso de virialización, las cuales llamamos superestructuras. Para este estudio utilizamos las superestructuras identificadas por Luparello et al. (2011), en el relevamiento de galaxias con corrimiento al rojo SDSS-DR7. El principal objetivo de este análisis es estudiar cómo se ven afectadas la evolu-

ción y las propiedades de galaxias por el ambiente en gran escala, y los resultados obtenidos serán presentados en el trabajo de Yaryura et al. en preparación.

Como herramienta estadística se utilizó la función de correlación cruzada en el espacio real $\xi(r)$, la cual se estima a través de la función de correlación proyectada $\xi(\sigma, \pi)$ tal como se explica en el Capítulo 3 (Saunders et al., 1992). La utilización de la función de correlación nos permite estudiar de qué forma y en qué medida, las propiedades de clustering se ven amplificadas para las galaxias que forman parte de las superestructuras.

6.2. Correlaciones cruzadas entre centros brillantes y trazadores débiles

El objetivo de este capítulo es el estudio estadístico de las diferencias del clustering entre galaxias dentro y fuera de superestructuras en proceso de virialización, para lo cual utilizamos el catálogo espectroscópico de galaxias SDSS-DR7, y el catálogo de superestructuras construido por Luparello et al. (2011) a partir del SDSS-DR7, ambos descritos en el Capítulo 4.

Como queremos analizar la influencia del ambiente a gran escala que rodea a las galaxias en su historia de formación y de colapso; como primer paso identificamos dos muestras de galaxias, teniendo en cuenta su pertenencia o no a superestructuras. De esta manera se pueden analizar dos muestras de galaxias, donde los entornos que las rodean, son completamente diferentes. Para determinar la muestra de galaxias contenidas en superestructuras, se consideraron las galaxias identificadas en el catálogo de superestructuras construido por Luparello et al. (2011), mientras que para determinar la muestra de galaxias fuera de superestructuras, se consideró a aquellas galaxias contenidas en el catálogo de galaxias SDSS-DR7 pero que no aparecen en el catálogo de superestructuras anteriormente mencionado.

Para analizar las propiedades de clustering de las dos muestras, calculamos la función de correlación cruzada de galaxias luminosas, tal como se describe en el Capítulo 3, usando como trazadores galaxias de menor luminosidad. Para el caso de las galaxias centros consideramos el rango de luminosidad comprendido entre $-23 < M_r < -21$, mientras que para el caso de las galaxias trazadoras, consideramos el rango de luminosidad $-20,5 < M_r < -20,04$. Las galaxias centros son todas muy luminosas, y tanto las galaxias centros como las trazadoras están por debajo del límite de luminosidad para la muestra completa en volumen del catálogo de galaxias SDSS-DR7.

La Figura 6.1 muestra la función de correlación cruzada considerando dichos rangos de luminosidad, para ambas muestras. Los errores fueron calculados usando el estimador Jackknife, y se muestran mediante el sombreado. La curva roja corresponde a la muestra de galaxias contenidas en superestructuras, mientras que la curva azul corresponde a la muestra de galaxias que no pertenecen a superestructuras. En esta figura se puede apreciar que el exceso de probabilidad de encontrar pares de galaxias centro-traizador es mayor para la muestra de galaxias contenidas en superestructuras que para la muestra de galaxias fuera de superestructuras, es decir que el clustering de galaxias es mayor cuando éstas se encuentran contenidas en superestructuras. Galaxias en igual rango de luminosidad tienen mayor clustering si están dentro de superestructuras que fuera, tanto en escalas chicas como en escalas grandes (1-halo y 2-halo terms), lo cual muestra que los huéspedes de centros son más masivos en las superestructuras debido a que son sobredensidades. Resumiendo, del gráfico podemos concluir que la influencia del ambiente a gran escala es muy importante en todas las escalas.

En la Figura 6.1 es evidente que el clustering de galaxias es mayor para el caso de las galaxias ubicadas dentro de superestructuras, lo cual sugiere que las historias de formación de las galaxias y su colapso, están fuertemente influenciadas por el ambiente a gran escala que las rodea, caracterizado por las superestructuras de las que forman parte. Sin embargo, este efecto podría estar producido no por el ambiente que rodea a las galaxias consideradas, sino por ciertas diferencias en las propiedades de las galaxias de las dos muestras consideradas. Para asegurarnos de que la diferencia presente en el clustering se deba realmente al ambiente que rodea a las galaxias de las muestras consideradas, vamos a considerar una serie de restricciones en las propiedades de las galaxias, redefiniendo nuevas muestras.

6.3. Análisis de muestras de galaxias centros con igual mediana en luminosidad

Es muy probable que la diferencia presente en el clustering observado en la sección anterior, se deba a la diferencia de luminosidad de las muestras analizadas. La muestra de galaxias centros ubicadas fuera de las superestructuras tienen una mediana de luminosidad menos brillante que la mediana de la muestra de las galaxias centros pertenecientes a superestructuras, es decir que los centros fuera de las superestructuras son típicamente menos brillantes.

La Figura 6.2 presenta las distribuciones de luminosidad de ambas muestras, donde la curva roja corresponde a las galaxias centros pertenecientes a superestructuras mientras que la curva azul corresponde a la muestra de galaxias centros fuera de superestructuras. Observando las líneas verticales, las cuales indican la mediana de cada curva manteniendo la

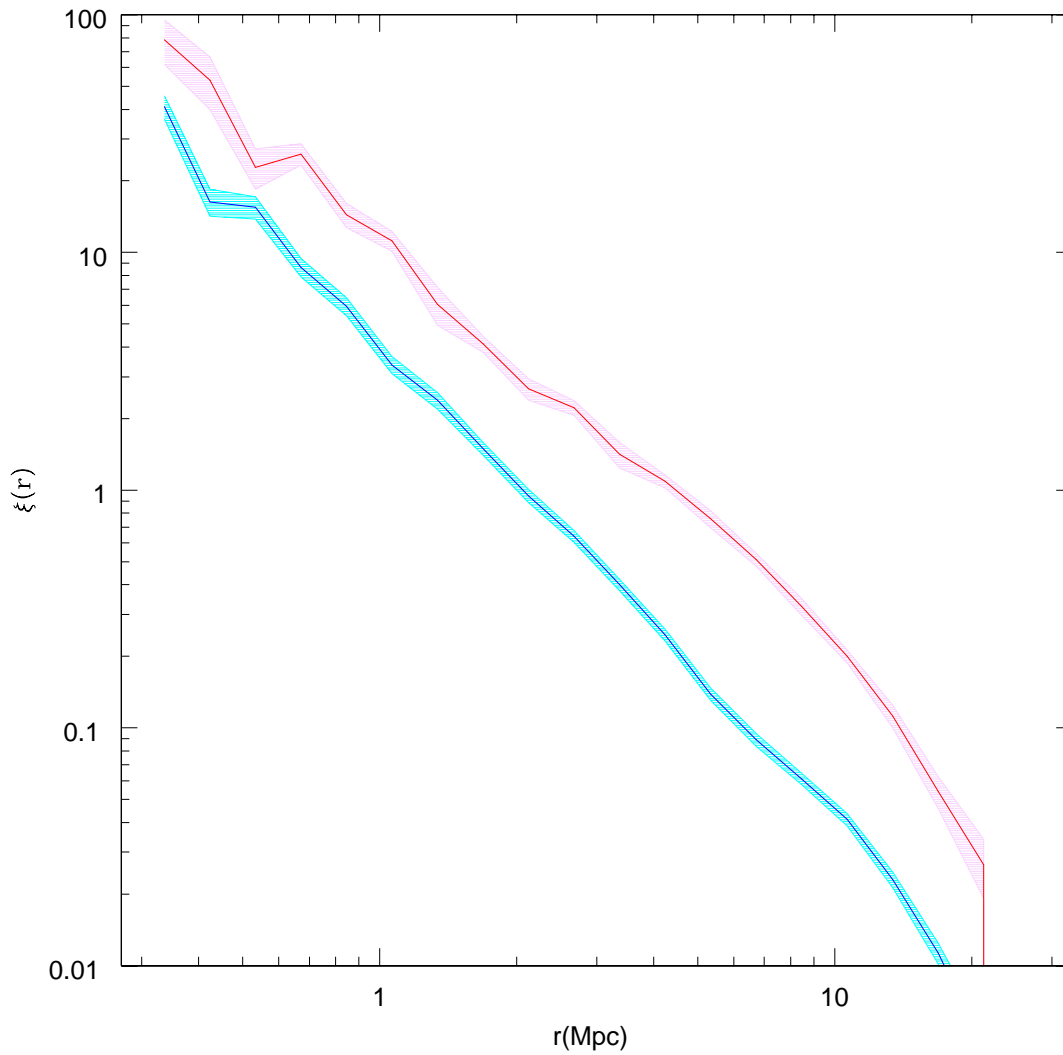


Figura 6.1 Función de correlación cruzada de galaxias del catálogo de galaxias SDSS-DR7. La curva roja corresponde a las galaxias contenidas en superestructuras, mientras que la curva azul corresponde a las galaxias que no están contenidas en superestructuras.

correspondencia con los colores, vemos que la mediana de las galaxias centros pertenecientes a superestructuras es más brillante que la mediana de las galaxias centros que se sitúan fuera de las superestructuras. Dada la relación entre clustering y luminosidad, es esperable que el clustering sea más alto para el caso de las galaxias que están en superestructuras, pero no por el ambiente que las rodea.

Para descartar que dicho aumento en el clustering, esté ocasionado por diferencias en las distribuciones de luminosidad de las dos muestras consideradas, redefinimos dos nuevas muestras de galaxias centros manteniendo la condición de que una contenga galaxias centros pertenecientes a superestructuras y que la otra contenga galaxias centros ubicadas fuera de superestructuras, pero en este caso agregando la condición de que ambas muestras tengan la misma mediana en sus distribuciones de luminosidad. Es decir que ajustamos la muestra de las galaxias centros fuera de superestructuras en luminosidades más altas de tal forma que las medianas de luminosidad de las muestras dentro y fuera de las superestructuras sean iguales. Si en este caso, sigue habiendo diferencia en el clustering, no va a ser ocasionada por la luminosidad, lo cual nos permitirá descontar una variable en la interpretación.

Una vez redefinidas las muestras, calculamos nuevamente las funciones de correlación cruzadas para ambas muestras, las cuales se muestran en la Figura 6.3. La referencia de los colores se mantiene tal como en los casos anteriores. En este gráfico vemos que, aún redefiniendo las muestras de tal forma que las medianas de las distribuciones de luminosidad de ambas muestras sean iguales, se mantiene el exceso de probabilidad de encontrar pares de galaxias centro-trazador para el caso de galaxias contenidas dentro de superestructuras, tal como se observa en la Figura 6.1. De esta manera independizamos la diferencia en el clustering de galaxias hallado entre las muestras consideradas, de la luminosidad de las galaxias centros que conforman cada una de dichas muestras. Es decir que las correlaciones de ambas muestras serían un efecto en el clustering de la estructura en gran escala independiente de la luminosidad.

6.4. Análisis de muestras de galaxias centros con igual mediana en masa

Como próximo paso, queremos descartar la posibilidad de que dicho aumento en el clustering de galaxias sea un efecto producido por la diferencia presente en las distribuciones de masa de las muestras consideradas. Para ésto, repetimos el proceso realizado para el caso de la luminosidad, pero esta vez redefiniendo muestras que cumplan con la condición de que las medianas de sus distribuciones de masa sean iguales.

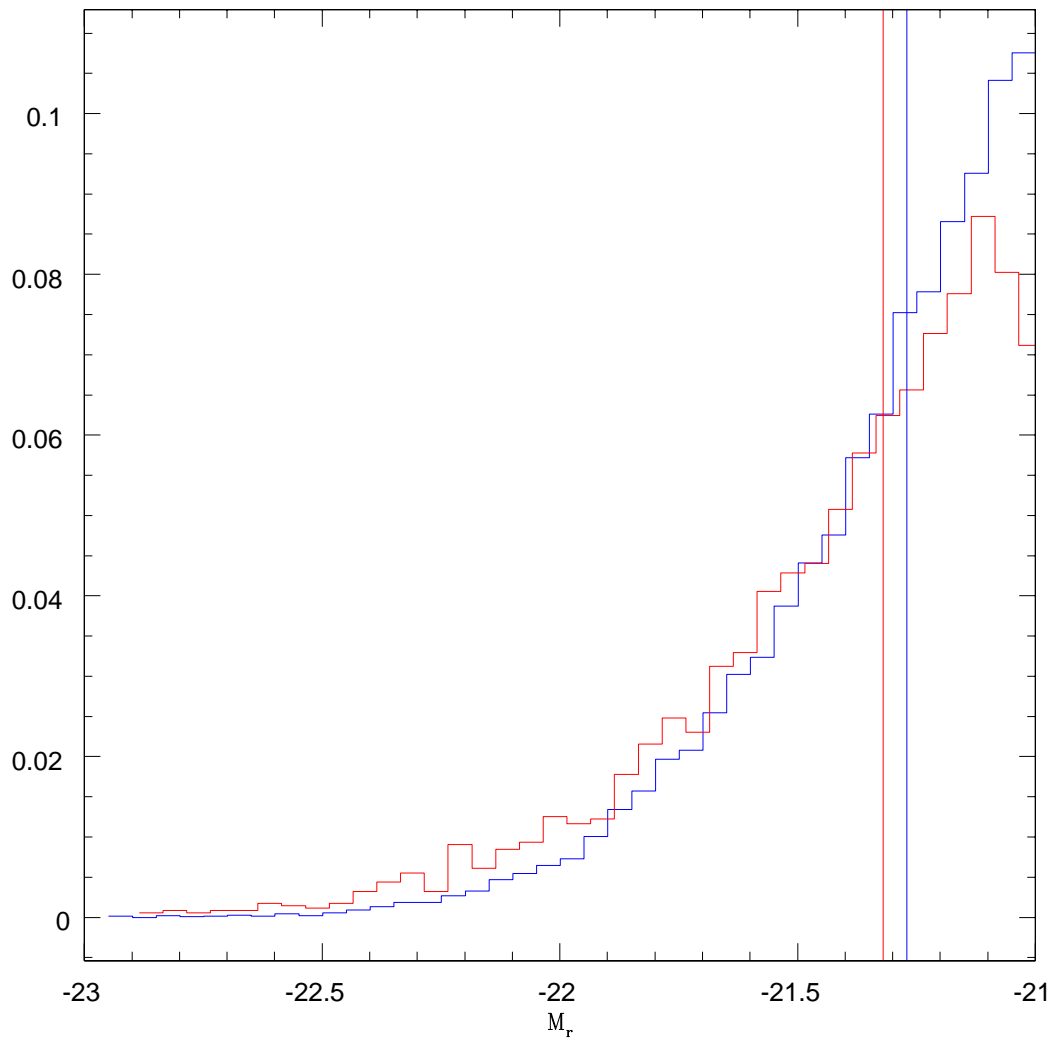


Figura 6.2 Distribuciones de luminosidad. La curva roja corresponde a la muestra con galaxias centros pertenecientes a superestructuras, mientras que la curva azul corresponde a las galaxias centros fuera de superestructuras. Las líneas verticales indican las medianas de cada curva.

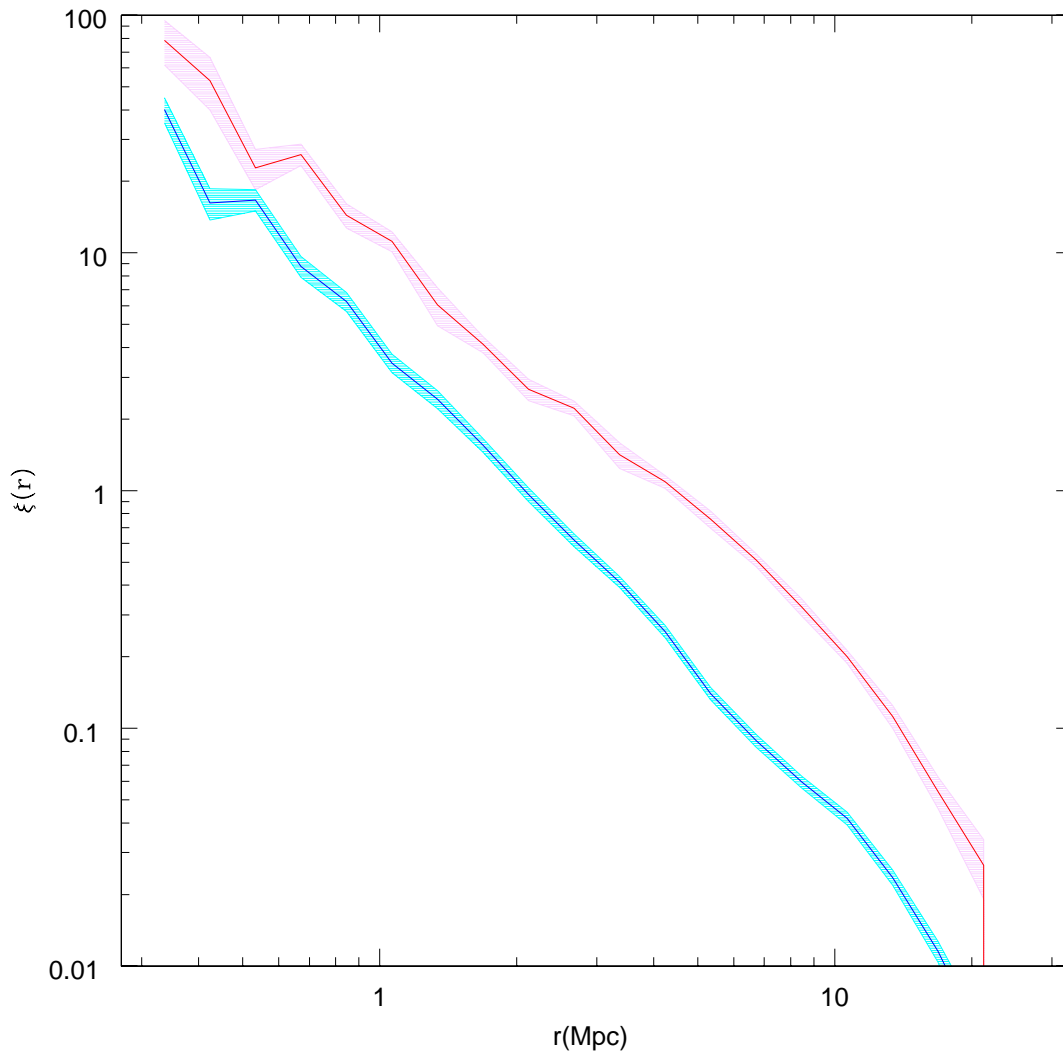


Figura 6.3 Función de correlación cruzada de galaxias, para muestras donde la mediana de la distribución de luminosidad de las galaxias centros contenidas en superestructuras es igual a la mediana de la distribución de luminosidad de las galaxias centros ubicadas fuera de las superestructuras. La curva roja corresponde a las galaxias contenidas en superestructuras, mientras que la curva azul corresponde a las galaxias que no están contenidas en superestructuras.

Para determinar las distribuciones de masa utilizamos el catálogo de grupos de galaxias del SDSS-DR7 descrito en el Capítulo 4. Definimos dos muestras de los grupos de galaxias contenidas en dicho catálogo, una con los grupos que pertenecen a superestructuras y la otra con los grupos que no pertenecen a las superestructuras, donde, al igual que en los casos anteriores, las superestructuras son las identificadas por Luparello et al. (2011). Una vez definidas estas dos muestras, determinamos la distribución de masa de cada una considerando la masa de los grupos. La Figura 6.4 presenta las distribuciones de masa de los grupos de galaxias correspondiente a cada una de las dos muestras. La curva roja corresponde a los grupos ubicados dentro de las superestructuras, mientras que la curva azul corresponde a los grupos que no pertenecen a las superestructuras. Las líneas verticales indican la mediana de cada una de las distribuciones.

En la Figura 6.4 podemos observar que la mediana de la distribución de masa de la muestra de grupos de galaxias que no pertenecen a las superestructuras corresponde a una masa más baja que la mediana de la distribución de masa de los grupos que sí pertenecen a las superestructuras. Por ésto, para determinar muestras con la misma mediana ajustamos la muestra de grupos fuera de superestructuras eliminando grupos de baja masa. De esta manera, obtuvimos dos muestras de grupos de galaxias con la misma mediana en las distribuciones de masa, donde en una de ellas, los grupos de galaxias están contenidos en las superestructuras, mientras que en la otra, los grupos no pertenecen a las superestructuras. Para calcular las funciones de correlación de cada muestra, utilizamos las galaxias contenidas en dichos grupos, diferenciando como en los casos anteriores, mediante los rangos de luminosidad, las galaxias centros de las galaxias trazadoras.

Una vez redefinidas las muestras con igual mediana en la distribución de la masa, calculamos nuevamente las funciones de correlación cruzadas entre los pares centro-trazador para ambas muestras, las cuales se muestran en la Figura 6.5. La curva roja corresponde a las galaxias contenidas en grupos situados dentro de superestructuras, mientras que la curva azul corresponde a las galaxias contenidas en grupos que no están contenidos dentro de las superestructuras. En este gráfico podemos observar que para escalas chicas (1-halo term), donde los grupos son comparables con las superestructuras, no hay diferencia entre las galaxias que están en grupos que están en superestructuras y las que están en grupos pero no en superestructuras, mientras que en escalas más grandes (2-halo term), dejan de ser comparables, y esta diferencia comienza a notarse en la función de correlación.

Es decir que, aún considerando galaxias pertenecientes a grupos que tienen la misma mediana en la distribución de la masa, a grandes distancias hay más amplitud en el clustering si los centros están en superestructuras. De esta forma, vemos que dicho exceso en la pro-

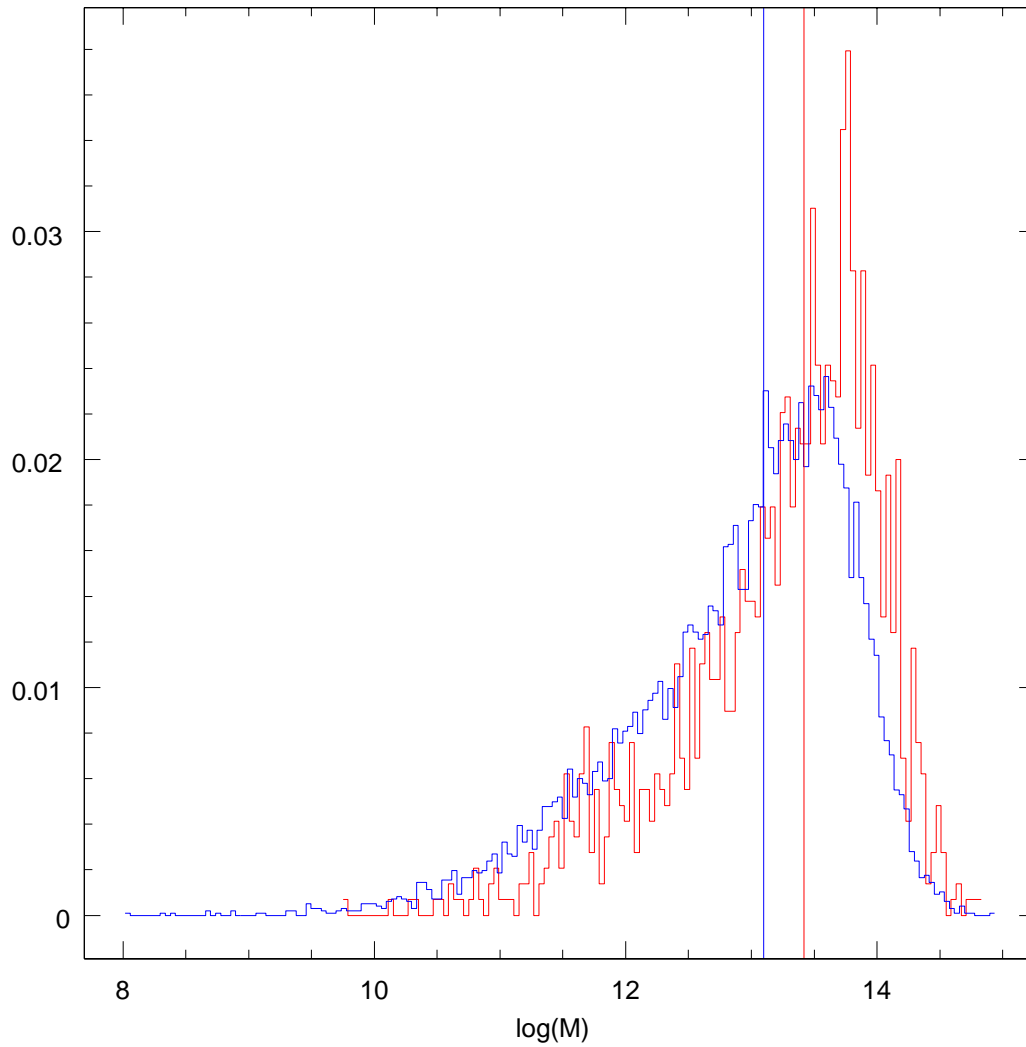


Figura 6.4 Distribuciones de masa para dos muestras de grupos de galaxias. La curva roja corresponde a los grupos de galaxias contenidos en las superestructuras, mientras que la curva azul corresponde a los grupos de galaxias ubicados fuera de las superestructuras. Las líneas verticales indican la mediana de cada curva.

babilidad de encontrar pares de galaxias centro-trazador dentro de superestructuras, no es un efecto producido por la masa de las muestras analizadas.

6.5. Análisis de muestras de galaxias centros con igual mediana en masa y luminosidad

En la sección anterior vimos que, aún considerando grupos con igual mediana en la masa, la amplitud del clustering, en escalas grandes, es mayor para los centros pertenecientes a superestructuras. Para analizar esta dependencia más detalladamente, analizamos el clustering de galaxias contenidas en grupos considerando grupos con diferentes rangos de masa, haciendo especial hincapié en los grupos más masivos, diferenciando entre los grupos ubicados dentro y fuera de superestructuras.

Lo que hicimos para realizar este análisis fue, en primer lugar, utilizar las dos muestras originales de grupos de galaxias ubicados fuera y dentro de superestructuras, cuyas distribuciones de masa se grafican en la Figura 6.4, y seleccionar las galaxias centros de cada una de dichas muestras, es decir, aquellas galaxias que cumplen la condición $-23 < M_r < -21$. El panel izquierdo de la Figura 6.6 muestra las distribuciones de masa, mientras que en el panel derecho se muestran las distribuciones de luminosidad para las nuevas muestras de galaxias centros. La distribución de masa se determinó utilizando la masa del grupo al que pertenece cada galaxia centro. Para ambos gráficos, las curvas rojas corresponden a la muestra de las galaxias centros contenidas en grupos pertenecientes a superestructuras, mientras que las curvas azules corresponden a la muestra de las galaxias centros contenidas en grupos fuera de superestructuras. Tal como en gráficos anteriores, las líneas verticales indican la mediana de cada una de las curvas.

En la Figura 6.6 podemos observar, que si bien, tanto las medianas en la masa como en la luminosidad, no son exactamente iguales, son muy similares, lo que hace que ambas muestras de galaxias centros sean comparables al fin que estamos analizando.

Una vez redefinidas las dos muestras de galaxias centros, dividimos cada una de ellas en cuatro submuestras. La submuestras L1 y L2, donde L1 contiene las galaxias más débiles que un dado valor intermedio de luminosidad, comprendido entre las medianas de las distribuciones de luminosidad, ($L1 > L_{med} = -21,29$), y la L2 contiene a las galaxias más brillantes que dicho valor ($L2 < L_{med} = -21,29$). Además, dividimos la muestra en M1 y M2, donde la submuestra M1 contiene las galaxias cuya masa es menor a un dado valor intermedio de masa, comprendido entre las medianas de las distribuciones de masa (i.e., galaxias menos

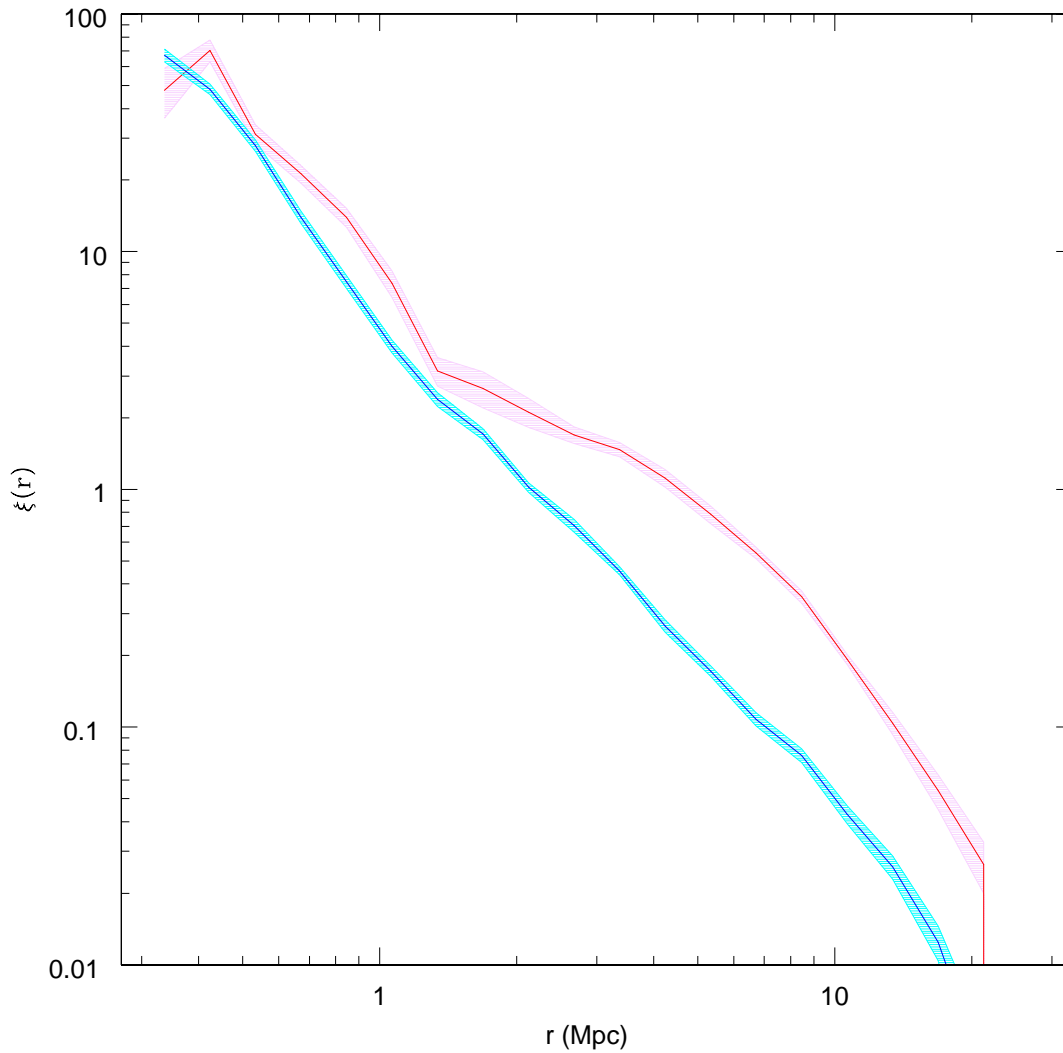


Figura 6.5 Función de correlación cruzada de galaxias, para muestras donde la mediana de la distribución de masa de los grupos de galaxias contenidos en superestructuras es igual a la mediana de la distribución de masa de los grupos de galaxias ubicados fuera de las superestructuras. La curva roja corresponde a las galaxias centros pertenecientes a grupos contenidos en superestructuras, mientras que la curva azul corresponde a las galaxias centros pertenecientes a grupos que no están contenidos en superestructuras.

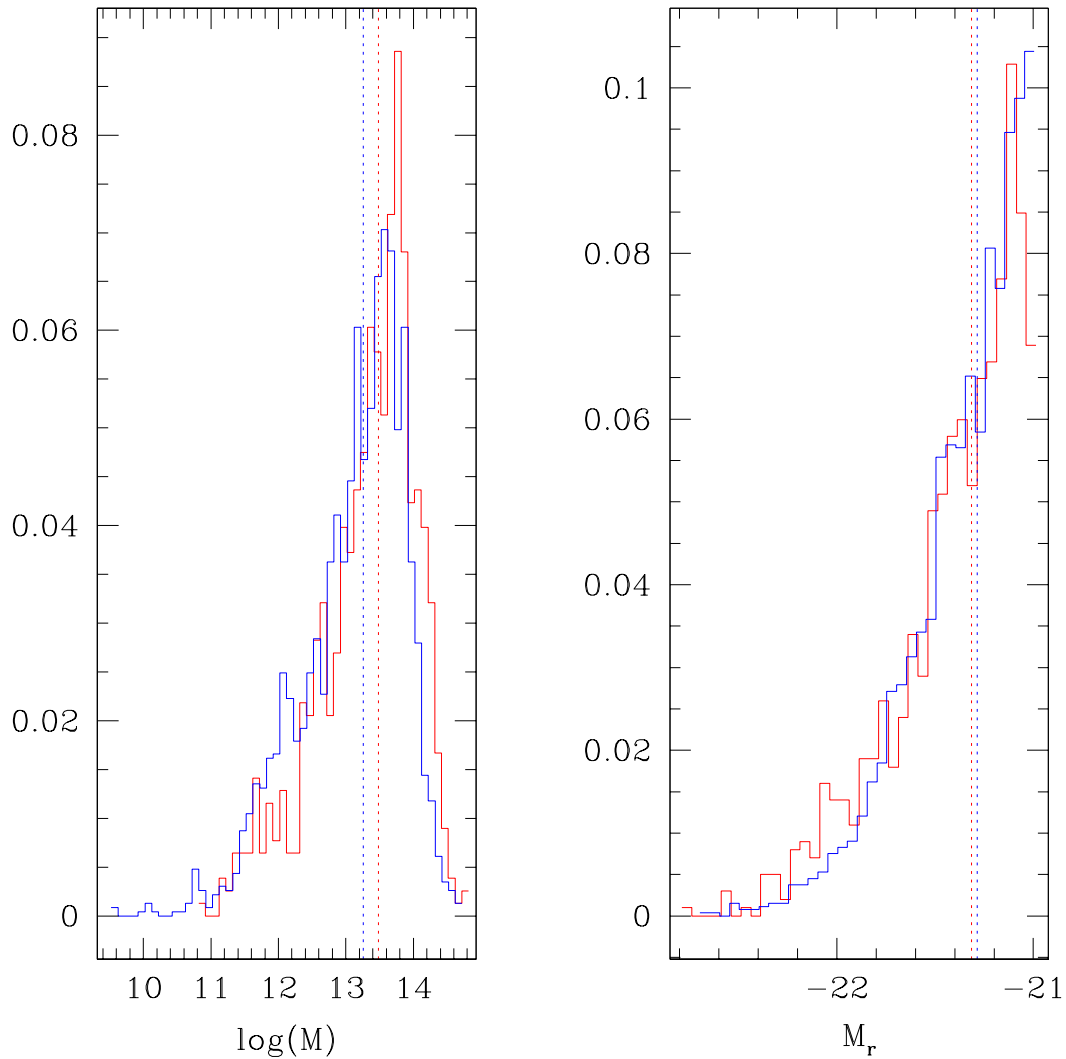


Figura 6.6 Distribuciones de masa para dos muestras de galaxias centros contenidas en grupos de galaxias (panel izquierdo). Distribuciones de luminosidad para dos muestras de galaxias centros (panel derecho). Las curvas rojas corresponden a la muestras contenidas en las superestructuras, mientras que las curvas azules correspondes a la muestra ubicadas fuera de las superestructuras. Las líneas verticales indican la mediana de cada curva.

masivas), $M1 < M_{med} = 2,3 \times 10^{13} h^{-1} M_{\odot}$ y la submuestra M2 contiene las galaxias cuya masa es mayor a dicho valor (i.e., galaxias más masivas), $M2 > M_{med} = 2,3 \times 10^{13} h^{-1} M_{\odot}$. Teniendo en cuenta estas condiciones en la redefinición de las muestras, vamos a analizar las cuatro submuestras tanto para el caso de las galaxias contenidas en superestructuras, como para las galaxias fuera de superestructuras: L1M1, L2M1, L1M2 y L2M2.

Siguiendo con el análisis de la sección anterior, calculamos la función de correlación cruzada para cada una de las cuatro submuestras, tanto para el caso de las galaxias en superestructuras como para las galaxias fuera de las superestructuras. Para el cálculo de la función de correlación se utilizaron los mismos rangos de luminosidad que en la sección anterior, tanto para las galaxias centros como para las galaxias trazadoras.

La Figura 6.7 muestra la función de correlación para cada una de las submuestras tal como lo indica cada panel. La referencia de los colores, es igual que en los gráficos anteriores. En este gráfico puede notarse que la diferencia en la amplitud del clustering se mantiene para las cuatro muestras consideradas. Dicha diferencia es pequeña en escalas chicas (1-halo term) y comienza a hacerse más importante en escalas grandes (2-halos term). Es decir que, para las cuatro submuestras analizadas, el clustering es mayor para las galaxias que pertenecen a superestructuras que para las que no; y este efecto se observa en todas las escalas, a pesar de que es más significativo en escalas grandes.

Para hacer un estudio aún más detallado sobre la diferencia en el clustering según las masas de los grupos que contienen a las galaxias, analizamos el extremo masivo de la distribución de masa, considerando sólo las galaxias contenidas en los grupos más masivos. Con el fin de realizar una comparación más simple y clara, que sólo tenga en cuenta la diferencia de masa de los grupos, redefinimos tres nuevas submuestras.

Considerando las dos muestras, cuyas distribuciones de masa y luminosidad se presentan en la Figura 6.6, una para galaxias centros dentro de superestructuras y la otra para las galaxias centros fuera de superestructuras, las dividimos en tres submuestras, cuya diferencia es la del rango de masa comprendido. Las tres submuestras resultantes son: $M1 < M_{med} = 2,3 \times 10^{13} h^{-1} M_{\odot}$ que corresponde a las galaxias centros contenidas en los grupos menos masivos, $M2 > M_{med} = 2,3 \times 10^{13} h^{-1} M_{\odot}$ y $M3 < 4,0 \times 10^{13} h^{-1} M_{\odot}$ que corresponde al extremo más masivo de la distribución de masa, la cual corresponde a las galaxias centros contenidas en supercúmulos de galaxias. La diferencia con las muestras anteriores es que, además de agregar la submuestra de los supercúmulos M3, las tres submuestras abarcan todo el rango de luminosidad considerado para los centros, es decir que no se dividen en galaxias débiles y brillantes.

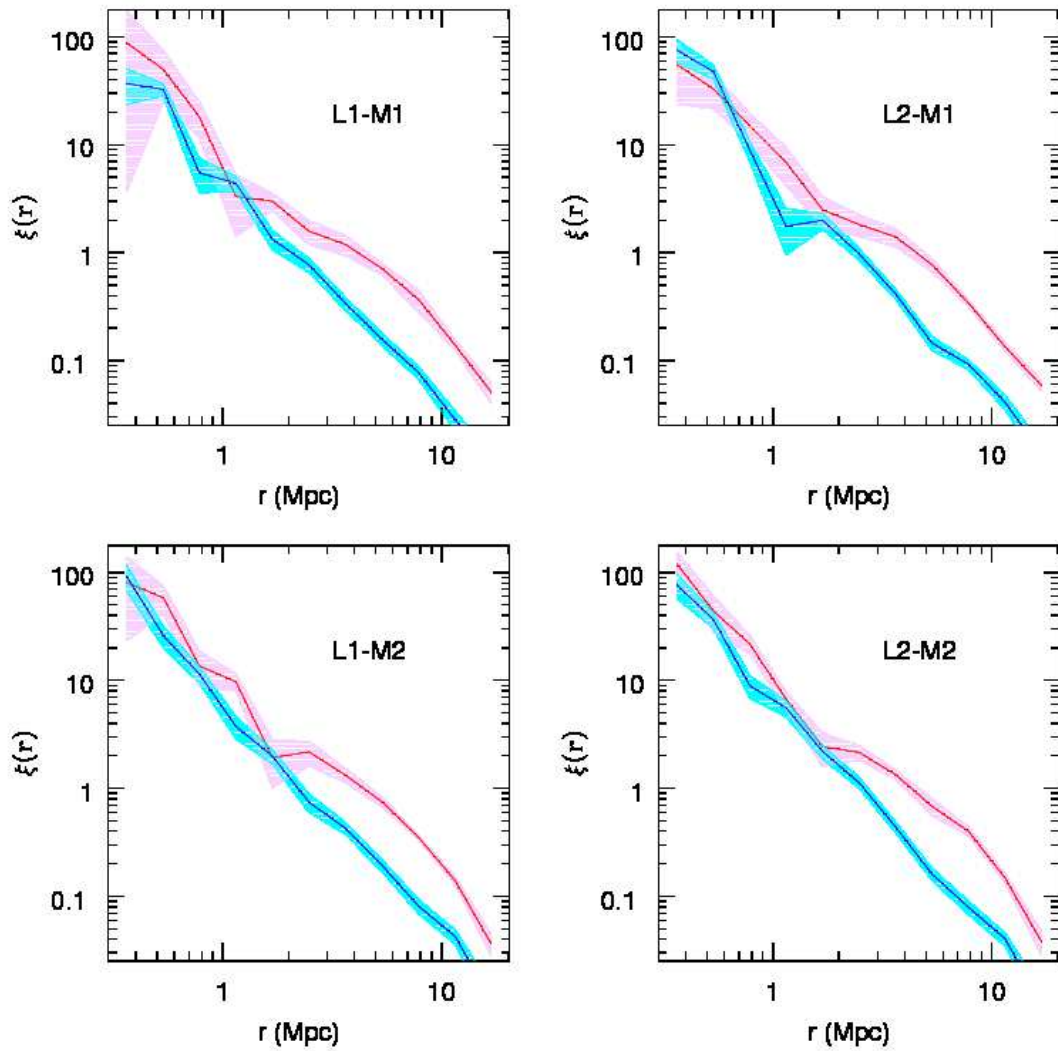


Figura 6.7 Función de correlación cruzada de galaxias, para las cuatro submuestras : L1M1, L1M2, L2M1y L2M2. La curva roja corresponde a las galaxias contenidas en superestructuras, mientras que la curva azul corresponde a las galaxias que no están contenidas en superestructuras.

Con estas nuevas submuestras calculamos las funciones de correlación cruzadas tal como en los casos anteriores. La Figura 6.8 muestra las funciones de correlación para cada una de las muestras, como lo indica cada panel. Al igual que en los gráficos anteriores, las curvas rojas corresponden a las galaxias contenidas en grupos dentro de superestructuras, mientras que las curvas azules corresponden a las galaxias contenidas en grupos fuera de superestructuras.

En la Figura 6.8 se observa que para las tres submuestras consideradas, las funciones de correlación se comportan de manera similar. La diferencia entre la amplitud del clustering para las galaxias centros contenidas en grupos dentro y fuera de superestructuras es pequeña para escalas chicas (1-halo term). Esta diferencia comienza a hacerse más notoria en las escalas grandes (2-halos term). Considerando escalas grandes, la diferencia de amplitud del clustering se mantiene para las tres muestras.

Como conclusión del último gráfico podemos decir que la diferencia en la amplitud del clustering entre las galaxias situadas dentro y fuera de las superestructuras se mantiene para las tres submuestras consideradas, sin mostrar diferencias significativas al variar la masa de los grupos, siendo más importante en las escalas grandes.

6.6. Análisis de las poblaciones estelares de galaxias trazadoras

Hasta hace uno pocos años atrás, la masa de los halos de materia oscura era el único parámetro considerado que afectaba sus propiedades de clustering, al menos de una manera significativa o detectable. Estudios recientes sobre el clustering de halos de materia oscura muestran que la edad y la historia de formación de los halos de masas similares, tienen fuerte influencia en la amplitud de su clustering. La dependencia con la edad del halo, fue estudiada por primera vez por Gao et al. (2005), donde, considerando que halos con la misma masa deberían tener propiedades similares, encuentran que el clustering en gran escala de los halos de una dada masa depende fuertemente del tiempo de formación, para halos de masas menores a $M \leq 6 \times 10^{12} h^{-1} M_{\odot}$. Este análisis, basado en simulaciones de N-Cuerpos, muestra que los halos formados a alto redshift están correlacionados más fuertemente que aquellos que tienen la misma masa pero que se han formado más recientemente. Este efecto es lo que se conoce como "assembly bias", y consiste en que el clustering a gran escala de halos de una dada masa varía significativamente con su historia de formación. Si cúmulos y grupos de galaxias dentro de superestructuras han seguido una evolución diferente, sería de esperar que actualmente haya diferencias sistemáticas.

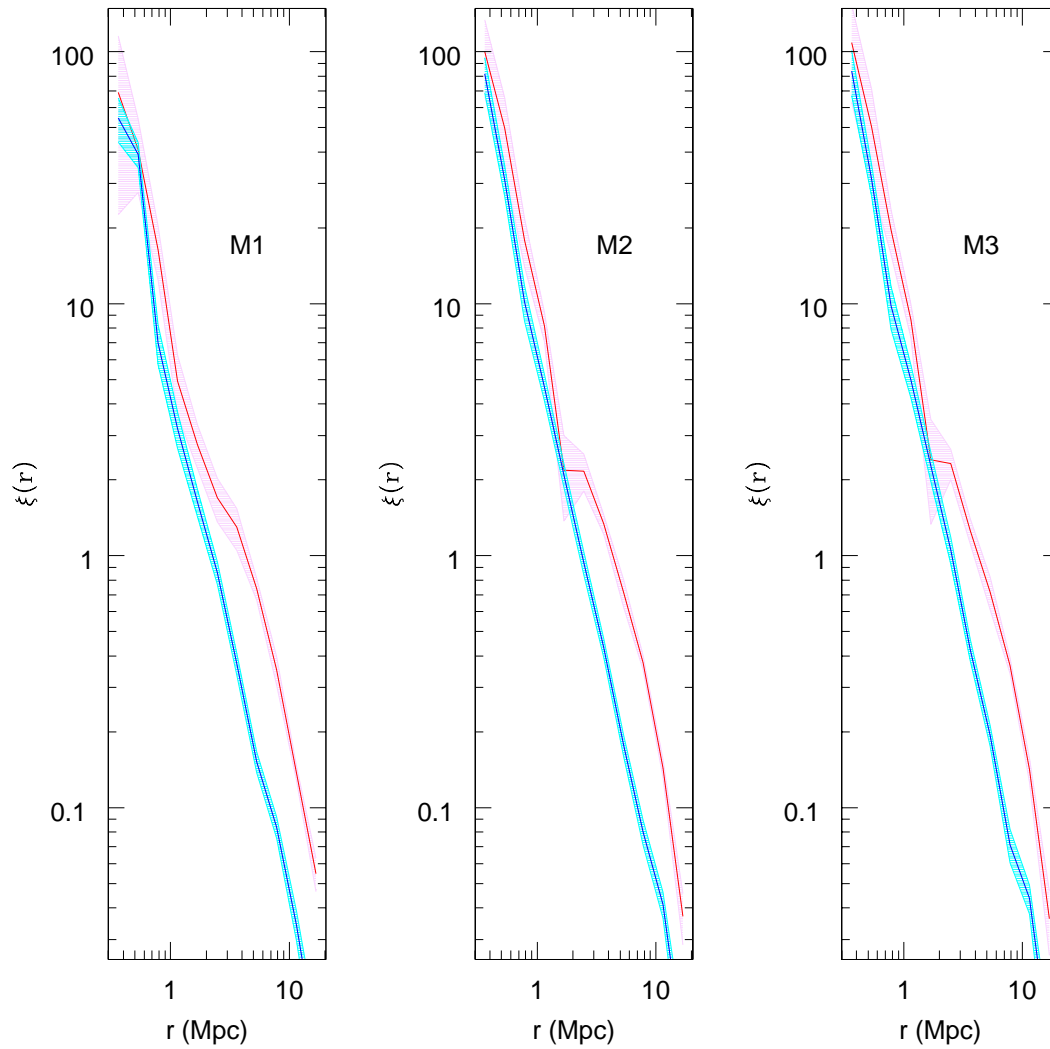


Figura 6.8 Función de correlación cruzada de galaxias, para las submuestras : M1, M2 y M3. Las curvas rojas corresponden a las galaxias contenidas en grupos dentro de superestructuras, mientras que las curvas azules corresponden a las galaxias contenidas en grupos fuera de superestructuras.

Teniendo en cuenta el análisis observacional del assembly bias, podemos mencionar el trabajo realizado por Wang et al. (2008), en el cual encuentran que los grupos con galaxias centrales rojas, seleccionados del catálogo SDSS, están más fuertemente correlacionados que los grupos con la misma masa pero con galaxias centrales azules, siendo este efecto mucho más importante para grupos menos masivos. Además de la diferencia en la amplitud del clustering, Zapata et al. (2009) encuentran que los grupos de galaxias con masas similares y diferentes historias de formación presentan diferencias en sus poblaciones de galaxias, por ejemplo en la fracción de galaxias rojas. Este efecto se presenta particularmente en los grupos más masivos, mientras que los grupos menos masivos parecen ser menos sensibles a su historia de formación. También, se realizaron trabajos que muestran que el concepto de assembly bias también podría ser aplicable no sólo a los halos de materia oscura, sino también a las galaxias, lo cual afectaría la física involucrada en la formación de galaxias.

Si bien la masa del halo continúa siendo el parámetro más importante para determinar las propiedades de las galaxias, es muy importante estudiar los efectos del assembly bias para entender el desarrollo de la estructura en gran escala. Por ejemplo, el trabajo de Croton et al. (2007) muestra que hay aspectos de la historia de formación que no están relacionados con la concentración de los halos ni con el redshift de formación, sino que correlacionan con el medio en gran escala.

En las secciones anteriores vimos que, aún considerando grupos con igual mediana en la masa, la amplitud del clustering es mayor para los centros pertenecientes a superestructuras, siendo esta diferencia más importante en las escalas grandes. Teniendo en cuenta el assembly bias, es de esperar esta diferencia, pero para todas las escalas, no sólo para escalas grandes. O sea, si las edades son distintas (las de las superestructuras son más viejas) es de esperarse este resultado, pero no sólo para las escalas grandes (2-halo term), sino también en escalas chicas (1-halo term).

Para entender las diferencias en el clustering mostradas en la sección anterior, considerando tres muestras que contienen grupos de diferentes masas, estudiamos las edades de las galaxias trazadoras para cada una de las muestras.

Para estudiar la edad de las galaxias utilizamos el parámetro D_n4000 , el cual se utiliza para caracterizar la formación estelar de una galaxia. D_n4000 es un indicador espectroscópico que mide la edad de la población estelar. Una característica importante de este parámetro es que es un trazador independiente del redshift de la población estelar de la galaxia. D_n4000 se define como el cociente entre el flujo en la banda $4000 - 4100\text{\AA}$ y el flujo en la banda $3850 - 3950\text{\AA}$, tal como lo indica la siguiente ecuación:

$$D_n4000 = \frac{\int_{4000}^{4100} f_\lambda d\lambda}{\int_{3850}^{3950} f_\lambda d\lambda}, \quad (6.1)$$

donde f_λ es la densidad de flujo de la galaxia. Por cómo se define este parámetro, las galaxias con D_n4000 bajo son las que tiene poblaciones estelares jóvenes; mientras que las que tienen D_n4000 alto son las que tienen poblaciones estelares viejas.

Para analizar la edad de las galaxias contenidas en los grupos considerados para determinar las muestras M1, M2 y M3 descritas en la sección anterior, calculamos la distribución de los D_n4000 de las galaxias trazadoras de cada una de estas muestras, lo cual se muestra en la Figura 6.9. Este gráfico muestra la distribución de los D_n4000 de cada una de las muestras tal como lo indica cada panel, donde las curvas rojas corresponden a las galaxias de los grupos dentro de superestructuras mientras que las curvas azules corresponden a las galaxias de los grupos fuera de las superestructuras.

En la Figura 6.9 podemos observar que, si bien no hay diferencias muy notables entre las distribuciones de D_n4000 correspondientes a las diferentes muestras, para el caso de las galaxias que se encuentran en grupos menos masivos, M1, presentan un leve incremento en la población de estrellas jóvenes, lo que indica que son galaxias formantes. Si, en cada panel, comparamos las distribuciones de los grupos dentro de superestructuras con los grupos fuera de superestructuras, vemos que hay leves diferencias en las distribuciones. Sin embargo, esta diferencia no es lo suficientemente significativa como para poder atribuirle la diferencia encontrada en la amplitud del clustering.

Resumiendo lo expuesto anteriormente, tanto el clustering como la estructura interna, son indicadores sensibles de las diferencias entre sistemas dentro y fuera de las superestructuras, mientras que las poblaciones estelares son levemente más sensibles a la masa del halo huésped.

6.7. Conclusiones

Siguiendo con el estudio de las superestructuras, en este capítulo presentamos un exhaustivo análisis de la dependencia del clustering de galaxias débiles en torno a galaxias brillantes según se encuentren dentro o fuera de superestructuras.

En primer lugar se analizaron muestras en las cuales, tanto las galaxias centros como las galaxias trazadoras, tienen el mismo rango de luminosidad para las galaxias contenidas en

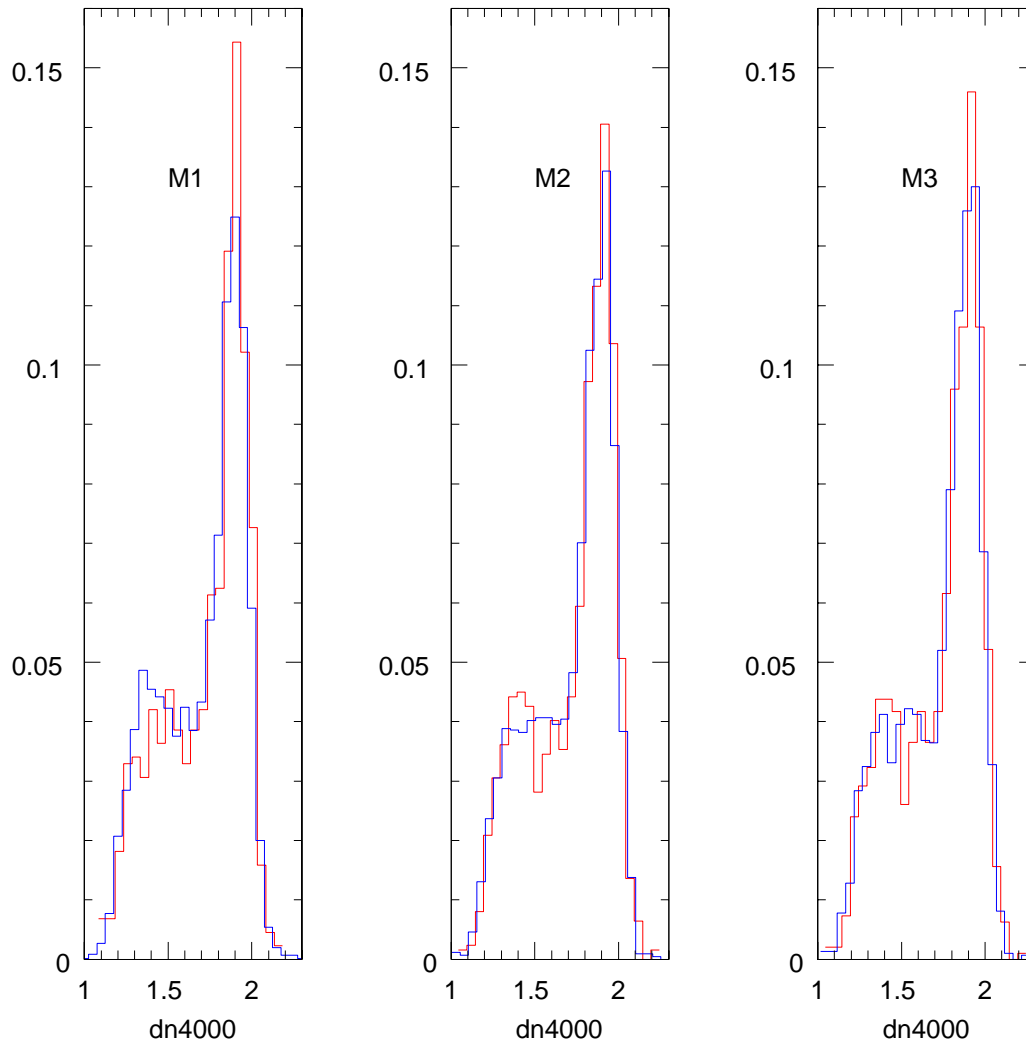


Figura 6.9 Distribuciones de D_n4000 para cada una de las muestras M1, M2 y M3. Las curvas rojas corresponden a las galaxias trazadoras de los grupos pertenecientes a superestructuras, mientras que las curvas azules corresponden a las galaxias trazadoras de los grupos fuera de superestructuras.

superestructuras como las que no, siendo las galaxias trazadoras más débiles que los centros. En este caso, se observó un aumento en la amplitud del clustering para el caso de las galaxias contenidas en superestructuras, lo que indica que las historias de formación de las galaxias y su colapso, están fuertemente influenciados por el ambiente a gran escala que las rodea. El ambiente que las rodea está caracterizado por las superestructuras de las que forman parte o no.

Debido a la dependencia con la luminosidad se realizaron estudios de muestras construidas específicamente considerando las galaxias ubicadas dentro y fuera de superestructuras, pero que sean independientes de la luminosidad. Para esto, se analizaron muestras de galaxias centros con la misma mediana en la luminosidad. Los resultados muestran que el clustering sigue siendo mayor para el caso de las galaxias contenidas en superestructuras, lo que sugiere que dicho aumento en la amplitud del clustering no es causada de forma alguna por efectos de la luminosidad de las galaxias.

Del mismo modo, para independizarnos de los efectos producidos por la masa, se realizó un análisis similar al realizado considerando la luminosidad, pero considerando la masa. Para esto, se utilizó un catálogo de grupos de galaxias, y se identificaron dos muestras de grupos de galaxias, una con grupos que pertenecen a las superestructuras y la otra con los grupos fuera de las superestructuras, y se ajustaron dichas muestras de tal forma que las medianas de sus distribuciones de masa sean iguales. Se calcularon las correlaciones cruzadas utilizando las galaxias contenidas en los grupos que pertenecen a cada una de las muestras, y se encontró que la diferencia en el clustering no se atenúa al igualar la masa de los sistemas. Esto nos indica que la diferencia en el clustering entre los grupos dentro y fuera de superestructuras, es independiente de los efectos producidos por la masa de los sistemas.

Un análisis conjunto, teniendo en cuenta la masa de los grupos y la luminosidad de las galaxias, brinda conclusiones similares. Las correlaciones cruzadas de galaxias centros y galaxias trazadoras, son más altas para sistemas en superestructuras, independientemente de la masa y la luminosidad de los objetos centros.

Además se realizaron estudios de las poblaciones estelares de las galaxias trazadoras, a través de los indicadores del salto en 4000\AA , D_n4000 , para tres muestras con diferentes rangos de masa. Las distribuciones de los D_n4000 muestran efectos menores entre los sistemas en superestructuras y fuera de ellas, a un igual intervalo de masa del grupo huésped. Para el caso de los sistemas menos masivos hay un leve aumento en la población estelar joven, lo cual indica que son sistemas formantes.

Resumiendo todo lo expuesto anteriormente, y haciendo una conclusión generalizada de

los distintos análisis realizados en este capítulo, podemos decir que el clustering y la estructura interna es un indicador sensible de las diferencias producidas por el medio que rodea a los sistemas dentro y fuera de superestructuras. Por el contrario, las poblaciones estelares no presentan diferencias significativas de acuerdo al medio que rodea las galaxias, sino que son levemente más sensibles a la masa del halo huésped.

Capítulo 7

Conclusiones Generales

El estudio de las superestructuras en este trabajo se basa en dos ejes principales. En primer lugar, haciendo uso de simulaciones numéricas de N-Cuerpos, se realizó el análisis de la probabilidad de encontrar estas superestructuras en el modelo cosmológico Λ CDM, considerando un rango de diferentes situaciones. Y desde el punto de vista observacional, se analizó la influencia de estas superestructuras sobre el clustering de galaxias, mediante la comparación entre las galaxias situadas dentro y fuera de superestructuras. Además se analizó la influencia de las superestructuras en la población estelar de dichas galaxias.

7.1. Conclusiones

Gracias a los relevamientos de galaxias con corrimiento al rojo realizados en los últimos años, sabemos que la estructura en gran escala del Universo se presenta como una red conformada por paredes, filamentos, nodos y vacíos. Los nodos son las intersecciones de paredes y filamentos, por lo cual son las regiones de mayor densidad. En estas regiones de alta densidad, se encuentran las regiones sobredensas presentes en el Universo actual, que en un futuro serán estructuras ligadas y virializadas, a las que llamamos *superestructuras*.

El estudio de estas superestructuras, nos permite obtener información acerca del comportamiento y evolución del Universo a gran escala, como así también nos permite analizar la validez del modelo cosmológico más aceptado, Λ CDM.

En este trabajo se presenta un estudio dedicado a estas superestructuras, analizando, por un lado, la probabilidad de encontrarlas en la cosmología Λ CDM, y por el otro, determinando su influencia en el clustering de las galaxias.

Por un lado, se presentó una nueva metodología para determinar la probabilidad de encontrar estructuras extremas, en nuestro caso las dos superestructuras identificadas como "manchas calientes" en el catálogo de galaxias 2dFGRS, en los modelos de formación jerárquica de estructuras. Para la identificación de sistemas similares a estas superestructuras, se aplicó el método de recuento en celdas a simulaciones de N-Cuerpos, considerando como "celdas calientes" aquellas que contengan el número de halos suficiente tal que su masa iguale o supere la masa de las superestructuras. Se demostró que la distribución de los recuentos en celdas extremas es bien descrita por la distribución de Gumbel, caso particular de la Teoría del Valor Extremo. Este análisis se realizó utilizando dos conjuntos de 50 simulaciones cada uno, con diferentes parámetros cosmológicos, considerando un rango de diferentes situaciones: espacio real, espacio de redshift y considerando halos con y sin error en la determinación de su masa. Las simulaciones permiten determinar la media y la varianza de la distribución de Gumbel. La forma analítica puede ser extrapolada a las colas de la distribución para determinar la probabilidad de los eventos que requerirían cientos de miles de realizaciones de simulaciones de N-Cuerpos para ser determinados. Usando simulaciones de N-Cuerpos y la distribución de Gumbel, podemos determinar la probabilidad de encontrar eventos que no podrían ser calculados analíticamente.

La ventaja principal de esta aproximación es que no es necesario especificar la forma real de la distribución de probabilidad del recuento en celdas, lo cual evita la suposición de asumir distribuciones Gaussianas, ya que ésto no es una buena aproximación para eventos que representan grandes apartamientos de la densidad media, tal como es el caso de las superes-

estructuras.

En los conjuntos de simulaciones utilizados en este trabajo encontramos celdas con el número de halos masivos observados en el 2dFGRS, siempre y cuando midamos el clustering de estos halos en el espacio de redshift y considerando el error en la masa introducido por el algoritmo utilizado para encontrar grupos en el catálogo 2PIGG. Sin embargo, si consideramos un volumen del tamaño de la muestra 2dFGRS L_* , el cual es 300 veces más pequeño que el volumen de nuestra simulación, esperamos encontrar una sobredensidad de masa en los cúmulos de halos de tan sólo el $\sim 2\%$.

También se realizó un detallado estudio acerca de la influencia de estas superestructuras en el clustering de las galaxias. Con tal fin, se estudió la dependencia del clustering de galaxias débiles en torno a galaxias brillantes según pertenezcan o no a superestructuras. Las superestructuras consideradas en este caso son las identificadas en el catálogo de superestructuras del SDSS-DR7 realizado por Luparello et al. (2011).

Se analizaron dos muestras de galaxias, una con las galaxias contenidas en las superestructuras y una segunda muestra con las galaxias fuera de ellas. El rango de luminosidad utilizado para las galaxias centros es el mismo para ambas muestras, al igual que el rango de luminosidad utilizado para las galaxias trazadoras. Los rangos de luminosidad se escogieron de tal forma que las galaxias trazadoras son más débiles que las galaxias centros. En este caso, se observó un aumento en la amplitud del clustering en pequeña escala para el caso de las galaxias contenidas en superestructuras, lo que indica que estas galaxias y sus halos están fuertemente influenciados por el ambiente a gran escala que las rodea.

Teniendo en cuenta que la diferencia en el clustering entre las dos muestras analizadas podría ser causada por efectos de la luminosidad, realizamos estudios de muestras construidas específicamente considerando las galaxias situadas dentro y fuera de superestructuras, pero que sean independientes de la luminosidad. Es decir, se analizaron muestras de galaxias centros con la misma mediana en la luminosidad, para independizarnos de esta variable. También en este caso, los resultados siguen indicando que el clustering es mayor para el caso de las galaxias contenidas en superestructuras, lo que indica que el aumento en la amplitud del clustering no es causada por efectos de la luminosidad de las galaxias.

Bajo el mismo razonamiento, se realizó un análisis similar pero considerando la masa, para independizarnos de los posibles efectos que ésta pudiera producir. Para esto, se utilizó un catálogo de grupos de galaxias, y se identificaron dos muestras, una con grupos que pertenecen a las superestructuras y la otra con los grupos fuera de las superestructuras, y se ajustaron dichas muestras de tal forma que las medianas de la distribución de masa de cada muestra

sean iguales. Se calcularon las correlaciones cruzadas utilizando las galaxias contenidas en los grupos que pertenecen a cada una de las muestras, y se encontró que sigue habiendo un aumento en la amplitud del clusering para las galaxias que pertenecen a los grupos contenidos en las superestructuras, tal como en los casos anteriores. Este resultado nos indica que la diferencia en el clustering entre las galaxias contenidas en los grupos situados dentro y fuera de las superestructuras, no es consecuencia de los efectos producidos por la masa.

Como próximo paso, se realizó un análisis conjunto, teniendo en cuenta la masa de los grupos y la luminosidad de las galaxias, definiendo muestras de galaxias centros con medianas similares en masa y en luminosidad. Las conclusiones obtenidas mediante este análisis son muy similares a las mencionadas previamente. Las correlaciones cruzadas de galaxias centros y galaxias trazadoras, son más altas para sistemas en superestructuras, independientemente de la masa y la luminosidad de los objetos centros.

También analizamos las poblaciones estelares de las galaxias trazadoras, a través de los indicadores del salto en 4000\AA , D_n4000 , para tres muestras con diferentes rangos de masa. Teniendo en cuenta intervalos iguales de masa del grupo huésped, las distribuciones de los D_n4000 muestran diferencias menores entre los sistemas en superestructuras y fuera de ellas. Sin embargo, las poblaciones estelares sí son levemente sensibles a la masa del halo huésped. No obstante este hecho, la estructura de estos sistemas, manifiestos a través de las funciones de correlación cruzada sistema-galaxia, poseen memoria de la diferente historia evolutiva dentro de las superestructuras.

Bibliografía

- [1] G. O. Abell. The Distribution of Rich Clusters of Galaxies. *ApJS*, 3:211–+, May 1958.
- [2] G. O. Abell. Evidence regarding second-order clustering of galaxies and interactions between clusters of galaxies. *AJ*, 66:607–+, December 1961.
- [3] G. O. Abell, H. G. Corwin, Jr., and R. P. Olowin. A catalog of rich clusters of galaxies. *ApJS*, 70:1–138, May 1989.
- [4] R. E. Angulo, C. M. Baugh, C. S. Frenk, and C. G. Lacey. The detectability of baryonic acoustic oscillations in future galaxy surveys. *MNRAS*, 383:755–776, January 2008.
- [5] T. Antal, F. Sylos Labini, N. L. Vasilyev, and Y. V. Baryshev. Galaxy distribution and extreme-value statistics. *Europhysics Letters*, 88:59001–+, December 2009.
- [6] N. A. Bahcall and R. M. Soneira. The spatial correlation function of rich clusters of galaxies. *ApJ*, 270:20–38, July 1983.
- [7] J. Bailin, C. Power, P. Norberg, D. Zaritsky, and B. K. Gibson. Anisotropic distribution of satellite galaxies (Bailin+, 2008). *VizieR Online Data Catalog*, 739:1133–+, 2010.
- [8] M. Balogh, V. Eke, C. Miller, I. Lewis, R. Bower, W. Couch, R. Nichol, J. Bland-Hawthorn, K. Baldry, C. Baugh, T. Bridges, R. Cannon, S. Cole, M. Colless, C. Collins, N. Cross, G. Dalton, R. de Propris, S. P. Driver, G. Efstathiou, R. S. Ellis, C. S. Frenk, K. Glazebrook, P. Gomez, A. Gray, E. Hawkins, C. Jackson, O. Lahav, S. Lumsden, S. Maddox, D. Madgwick, P. Norberg, J. A. Peacock, W. Percival, B. A. Peterson, W. Sutherland, and K. Taylor. Galaxy ecology: groups and low-density environments in the SDSS and 2dFGRS. *MNRAS*, 348:1355–1372, March 2004.
- [9] C. M. Baugh, D. J. Croton, E. Gaztanaga, P. Norberg, M. Colless, I. K. Baldry, J. Bland-Hawthorn, T. Bridges, R. Cannon, S. Cole, C. Collins, W. Couch, G. Dalton, R. De Propris, S. P. Driver, G. Efstathiou, R. S. Ellis, C. S. Frenk, K. Glazebrook, C. Jackson, O. Lahav, I. Lewis, S. Lumsden, S. Maddox, D. Madgwick, J. A. Peacock, B. A. Peterson, W. Sutherland, and K. Taylor. The 2dF Galaxy Redshift Survey: hierarchical galaxy clustering. *MNRAS*, 351:L44–L48, June 2004.

- [10] E. Bertschinger. Simulations of Structure Formation in the Universe. *ARA&A*, 36:599–654, 1998.
- [11] M. R. Blanton, J. Dalcanton, D. Eisenstein, J. Loveday, M. A. Strauss, M. SubbaRao, D. H. Weinberg, J. E. Anderson, Jr., J. Annis, and N. A. et al. Bahcall. The Luminosity Function of Galaxies in SDSS Commissioning Data. *AJ*, 121:2358–2380, May 2001.
- [12] M. Colless, G. Dalton, S. Maddox, W. Sutherland, P. Norberg, S. Cole, J. Bland-Hawthorn, T. Bridges, and et al. The 2dF Galaxy Redshift Survey: spectra and redshifts. *MNRAS*, 328:1039–1063, December 2001.
- [13] M. Colless, B. A. Peterson, C. Jackson, J. A. Peacock, S. Cole, P. Norberg, I. K. Baldry, C. M. Baugh, J. Bland-Hawthorn, T. Bridges, R. Cannon, and et al. The 2dF Galaxy Redshift Survey: Final Data Release. *ArXiv Astrophysics e-prints*, pages 59001–+, June 2003.
- [14] A. A. Collister and O. Lahav. ANNz: Estimating Photometric Redshifts Using Artificial Neural Networks. *PASP*, 116:345–351, April 2004.
- [15] M. V. Costa-Duarte, L. Sodre, Jr., and F. Durret. Morphological properties of superclusters of galaxies. *MNRAS*, pages 1822–+, November 2010.
- [16] D. J. Croton, G. R. Farrar, P. Norberg, M. Colless, J. A. Peacock, I. K. Baldry, C. M. Baugh, J. Bland-Hawthorn, T. Bridges, R. Cannon, S. Cole, C. Collins, W. Couch, G. Dalton, R. De Propris, S. P. Driver, G. Efstathiou, R. S. Ellis, C. S. Frenk, K. Glazebrook, C. Jackson, O. Lahav, I. Lewis, S. Lumsden, S. Maddox, D. Madgwick, B. A. Peterson, W. Sutherland, and K. Taylor. The 2dF Galaxy Redshift Survey: luminosity functions by density environment and galaxy type. *MNRAS*, 356:1155–1167, January 2005.
- [17] D. J. Croton, E. Gaztanaga, C. M. Baugh, P. Norberg, M. Colless, I. K. Baldry, J. Bland-Hawthorn, T. Bridges, R. Cannon, S. Cole, C. Collins, W. Couch, G. Dalton, R. De Propris, S. P. Driver, G. Efstathiou, R. S. Ellis, C. S. Frenk, K. Glazebrook, C. Jackson, O. Lahav, I. Lewis, S. Lumsden, S. Maddox, D. Madgwick, J. A. Peacock, B. A. Peterson, W. Sutherland, and K. Taylor. The 2dF Galaxy Redshift Survey: higher-order galaxy correlation functions. *MNRAS*, 352:1232–1244, August 2004.
- [18] M. Cruz, E. Martinez-Gonzalez, P. Vielva, and L. Cayon. Detection of a non-Gaussian spot in WMAP. *MNRAS*, 356:29–40, January 2005.
- [19] I. Csabai and et al. Budavári. The Application of Photometric Redshifts to the SDSS Early Data Release. *AJ*, 125:580–592, February 2003.

- [20] R. Dunner, A. Reisenegger, P. A. Araya, A. Meza, D. Proust, and H. Quintana. Superclusters as future “island universes” - the case of Shapley. In *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica Conference Series*, volume 26 of *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica Conference Series*, pages 190–+, June 2006.
- [21] G. Efstathiou, C. S. Frenk, S. D. M. White, and M. Davis. Gravitational clustering from scale-free initial conditions. *MNRAS*, 235:715–748, December 1988.
- [22] J. Einasto. Formation of the Supercluster-Void Network. *arXiv:astro-ph/060968*, 2008.
- [23] J. Einasto, M. Einasto, G. Hutsi, E. Saar, D.L. Tucker, E. Tago, V. Muller, P. Heinamaki, and S.S. Allam. Clusters and superclusters in the Las Campanas redshift survey. *A&A*, 410:425–443, October 2003.
- [24] J. Einasto, M. Einasto, E. Tago, E. Saar, G. Hutsi, M. Joeveer, L.J. Liivamagi, I. Suhhonenko, J. Jaaniste, P. Heinamaki, V. Muller, A. Knebe, and D. Tucker. Superclusters of galaxies from the 2dF redshift survey. I. The catalogue. *A&A*, 462:811–825, February 2007.
- [25] J. Einasto, E. Tago, M. Einasto, E. Saar, I. Suhhonenko, P. Heinamaki, G. Hutsi, and D.L. Tucker. Toward understanding environmental effects in SDSS clusters. *A&A*, 439:45–58, August 2005.
- [26] M. Einasto, J. Einasto, V. Muller, P. Heinamaki, and D.L. Tucker. Environmental enhancement of loose groups around rich clusters of galaxies. *A&A*, 401:851–862, April 2003.
- [27] M. Einasto, J. Einasto, E. Tago, V. Muller, and H. Andernach. Optical and X-Ray Clusters as Tracers of the Supercluster-Void Network. I. Superclusters of Abell and X-Ray Clusters. *AJ*, 122:2222–2242, November 2001.
- [28] M. Einasto, E. Saar, L. J. Liivamagi, J. Einasto, E. Tago, V. J. Martinez, J.-L. Starck, V. Muller, P. Heinamaki, P. Nurmi, M. Gramann, and G. Hutsi. The richest superclusters. I. Morphology. *A&A*, 476:697–711, December 2007.
- [29] M. Einasto, E. Tago, J. Jaaniste, J. Einasto, and H. Andernach. The supercluster-void network I. The supercluster catalogue and large-scale distribution. *A&AS*, 123:119–133, May 1997.
- [30] D. J. Eisenstein, I. Zehavi, D. W. Hogg, R. Scoccimarro, M. R. Blanton, R. C. Nichol, R. Scranton, H.-J. Seo, M. Tegmark, Z. Zheng, S. F. Anderson, J. Annis, N. Bahcall, J. Brinkmann, S. Burles, F. J. Castander, A. Connolly, I. Csabai, M. Doi, M. Fukugita, J. A. Frieman, K. Glazebrook, J. E. Gunn, J. S. Hendry, G. Hennessy, Z. Ivezić, S. Kent, G. R. Knapp, H. Lin, Y.-S. Loh, R. H. Lupton, B. Margon, T. A. McKay, A. Meiksin,

- J. A. Munn, A. Pope, M. W. Richmond, D. Schlegel, D. P. Schneider, K. Shimasaku, C. Stoughton, M. A. Strauss, M. SubbaRao, A. S. Szalay, I. Szapudi, D. L. Tucker, B. Yanny, and D. G. York. Detection of the Baryon Acoustic Peak in the Large-Scale Correlation Function of SDSS Luminous Red Galaxies. *ApJ*, 633:560–574, November 2005.
- [31] V. R. Eke, C. M. Baugh, S. Cole, C. S. Frenk, P. Norberg, J. A. Peacock, I. K. Baldry, J. Bland-Hawthorn, T. Bridges, R. Cannon, M. Colless, C. Collins, W. Couch, G. Dalton, R. de Propris, S. P. Driver, G. Efstathiou, R. S. Ellis, K. Glazebrook, C. Jackson, O. Lahav, I. Lewis, S. Lumsden, S. Maddox, D. Madgwick, B. A. Peterson, W. Sutherland, and K. Taylor. Galaxy groups in the 2dFGRS: the group-finding algorithm and the 2PIGG catalogue. *MNRAS*, 348:866–878, March 2004.
- [32] V. R. Eke, C. S. Frenk, C. M. Baugh, S. Cole, P. Norberg, J. A. Peacock, I. K. Baldry, J. Bland-Hawthorn, T. Bridges, R. Cannon, M. Colless, C. Collins, W. Couch, G. Dalton, R. de Propris, S. P. Driver, G. Efstathiou, R. S. Ellis, K. Glazebrook, C. A. Jackson, O. Lahav, I. Lewis, S. Lumsden, S. J. Maddox, D. Madgwick, B. A. Peterson, W. Sutherland, and K. Taylor. Galaxy groups in the Two-degree Field Galaxy Redshift Survey: the luminous content of the groups. *MNRAS*, 355:769–784, December 2004.
- [33] A. E. Evrard, T. J. MacFarland, H. M. P. Couchman, J. M. Colberg, N. Yoshida, S. D. M. White, A. Jenkins, C. S. Frenk, F. R. Pearce, J. A. Peacock, and P. A. Thomas. Galaxy Clusters in Hubble Volume Simulations: Cosmological Constraints from Sky Survey Populations. *ApJ*, 573:7–36, July 2002.
- [34] M. Fukugita, T. Ichikawa, J. E. Gunn, M. Doi, K. Shimasaku, and D. P. Schneider. The Sloan Digital Sky Survey Photometric System. *AJ*, 111:1748–+, April 1996.
- [35] L. Gao, V. Springel, and S. D. M. White. The age dependence of halo clustering. *MNRAS*, 363:L66–L70, October 2005.
- [36] M. J. Geller and J. P. Huchra. Mapping the universe. *Science*, 246:897–903, November 1989.
- [37] J.R. Gott, M. Juric, D. Schlegel, F. Hoyle, M. Vogeley, M. Tegmark, N. Bahcall, and J. Brinkmann. A Map of the Universe. *ApJ*, 624:q463–484, May 2005.
- [38] D. W. Hogg, J. G. Cohen, and R. Blandford. The Caltech Faint Galaxy Redshift Survey. XII. Clustering of Galaxies. *ApJ*, 545:32–42, December 2000.
- [39] D. W. Hogg, D. P. Finkbeiner, D. J. Schlegel, and J. E. Gunn. A Photometricity and Extinction Monitor at the Apache Point Observatory. *AJ*, 122:2129–2138, October 2001.

- [40] J. P. Huchra and M. J. Geller. Groups of galaxies. I - Nearby groups. *ApJ*, 257:423–437, June 1982.
- [41] V. Icke. Voids and filaments. *MNRAS*, 206:1P–3P, January 1984.
- [42] A. Jenkins, C. S. Frenk, S. D. M. White, J. M. Colberg, S. Cole, A. E. Evrard, H. M. P. Couchman, and N. Yoshida. The mass function of dark matter haloes. *MNRAS*, 321:372–384, February 2001.
- [43] L. A. Kofman, J. Einasto, and A. D. Linde. Cosmic bubbles as remnants from inflation. *Nature*, 326:48–+, March 1987.
- [44] O. Lahav. The 2dF Galaxy Redshift Survey as a Cosmological Laboratory. 21:404–407, 2004.
- [45] O. Lahav. Quantifying the Cosmic Web in the New Era of Redshift Surveys. In A. P. Fairall & P. A. Woudt, editor, *Nearby Large-Scale Structures and the Zone of Avoidance*, volume 329 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, pages 3–+, June 2005.
- [46] D. N. Limber. The Analysis of Counts of the Extragalactic Nebulae in Terms of a Fluctuating Density Field. *ApJ*, 117:134–+, January 1953.
- [47] D. N. Limber. The Analysis of Counts of the Extragalactic Nebulae in Terms of a Fluctuating Density Field. II. *ApJ*, 119:655–+, May 1954.
- [48] H. E. Luparello, M. Lares, D. G. Lambas, and N. D. Padilla. Future virialized structures: An analysis of superstructures in SDSS-DR7. *ArXiv e-prints*, January 2011.
- [49] R. Lupton, J. E. Gunn, Z. Ivezić, G. R. Knapp, and S. Kent. The SDSS Imaging Pipelines. In F. R. Harnden, Jr., F. A. Primini, and H. E. Payne, editors, *Astronomical Data Analysis Software and Systems X*, volume 238 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, pages 269–+, 2001.
- [50] S. J. Maddox, G. Efstathiou, W. J. Sutherland, and J. Loveday. Galaxy correlations on large scales. *MNRAS*, 242:43P–47P, January 1990.
- [51] D. S. Madgwick, O. Lahav, I. K. Baldry, C. M. Baugh, J. Bland-Hawthorn, T. Bridges, R. Cannon, S. Cole, M. Colless, C. Collins, W. Couch, G. Dalton, R. De Propris, S. P. Driver, G. Efstathiou, R. S. Ellis, C. S. Frenk, K. Glazebrook, C. Jackson, I. Lewis, S. Lumsden, S. Maddox, P. Norberg, J. A. Peacock, B. A. Peterson, W. Sutherland, and K. Taylor. The 2dF Galaxy Redshift Survey: galaxy luminosity functions per spectral type. *MNRAS*, 333:133–144, June 2002.
- [52] M. E. Merchán and A. Zandivarez. Galaxy Groups in the Third Data Release of the Sloan Digital Sky Survey. *ApJ*, 630:759–763, September 2005.

- [53] G. Mikelsons, J. Silk, and J. Zuntz. Cosmic microwave background anomalies viewed via Gumbel statistics. *MNRAS*, 400:898–902, December 2009.
- [54] A. G. Mowbray. Non-Random Distribution of Extragalactic Nebulae. *PASP*, 50:275–+, October 1938.
- [55] J. A. Munoz and A. Loeb. The density contrast of the Shapley supercluster. *MNRAS*, 391:1341–1349, December 2008.
- [56] R. C. Nichol, R. K. Sheth, Y. Suto, A. J. Gray, I. Kayo, R. H. Wechsler, F. Marin, G. Kulkarni, M. Blanton, A. J. Connolly, J. P. Gardner, B. Jain, C. J. Miller, A. W. Moore, A. Pope, J. Pun, D. Schneider, J. Schneider, A. Szalay, I. Szapudi, I. Zehavi, N. A. Bahcall, I. Csabai, and J. Brinkmann. The effect of large-scale structure on the SDSS galaxy three-point correlation function. *MNRAS*, 368:1507–1514, June 2006.
- [57] P. Norberg, C. M. Baugh, E. Gaztanaga, and D. J. Croton. Statistical analysis of galaxy surveys - I. Robust error estimation for two-point clustering statistics. *MNRAS*, 396:19–38, June 2009.
- [58] P. Norberg, S. Cole, C. M. Baugh, C. S. Frenk, I. Baldry, J. Bland-Hawthorn, T. Bridges, R. Cannon, M. Colless, C. Collins, W. Couch, N. J. G. Cross, G. Dalton, R. De Propris, S. P. Driver, G. Efstathiou, R. S. Ellis, K. Glazebrook, C. Jackson, O. Lahav, I. Lewis, S. Lumsden, S. Maddox, D. Madgwick, J. A. Peacock, B. A. Peterson, W. Sutherland, and K. Taylor. The 2dF Galaxy Redshift Survey: the bJband galaxy luminosity function and survey selection function. *MNRAS*, 336:907–931, November 2002.
- [59] P. Norberg and et al. *En preparación.*, 2010.
- [60] M. Oguri and R. D. Blandford. What is the largest Einstein radius in the universe? *MNRAS*, 392:930–944, January 2009.
- [61] N. D. Padilla, C. M. Baugh, V. R. Eke, P. Norberg, S. Cole, C. S. Frenk, D. J. Croton, I. K. Baldry, J. Bland-Hawthorn, T. Bridges, R. Cannon, M. Colless, C. Collins, W. Couch, G. Dalton, R. De Propris, S. P. Driver, G. Efstathiou, R. S. Ellis, K. Glazebrook, C. Jackson, O. Lahav, I. Lewis, S. Lumsden, S. Maddox, D. Madgwick, J. A. Peacock, B. A. Peterson, W. Sutherland, and K. Taylor. The 2dF Galaxy Redshift Survey: the clustering of galaxy groups. *MNRAS*, 352:211–225, July 2004.
- [62] J. A. Peacock, S. Cole, P. Norberg, C. M. Baugh, J. Bland-Hawthorn, T. Bridges, R. D. Cannon, M. Colless, C. Collins, W. Couch, G. Dalton, K. Deeley, R. De Propris, S. P. Driver, G. Efstathiou, R. S. Ellis, C. S. Frenk, K. Glazebrook, C. Jackson, O. Lahav, I. Lewis, S. Lumsden, S. Maddox, W. J. Percival, B. A. Peterson, I. Price, W. Sutherland, and K. Taylor. A measurement of the cosmological mass density from clustering in the 2dF Galaxy Redshift Survey. *Nature*, 410:169–173, March 2001.

- [63] S. Perlmutter, G. Aldering, G. Goldhaber, R. A. Knop, P. Nugent, P. G. Castro, and Deustua. Measurements of Omega and Lambda from 42 High-Redshift Supernovae. *ApJ*, 517:565–586, June 1999.
- [64] J. R. Pier, J. A. Munn, R. B. Hindsley, G. S. Hennessy, S. M. Kent, R. H. Lupton, and Ž. Ivezić. Astrometric Calibration of the Sloan Digital Sky Survey. *AJ*, 125:1559–1579, March 2003.
- [65] D. Proust, H. Quintana, E. R. Carrasco, A. Reisenegger, E. Slezak, H. Muriel, R. Dunner, L. Sodre, Jr., M. J. Drinkwater, Q. A. Parker, and C. J. Ragono. Structure and dynamics of the Shapley Supercluster. Velocity catalogue, general morphology and mass. *A&A*, 447:133–144, February 2006.
- [66] C. J. Ragono, M. Merchan, H. Muriel, and A. Zandivarez. Properties of groups of galaxies in the vicinity of massive clusters. *MNRAS*, 350:983–988, May 2004.
- [67] S. Raychaudhury, A. C. Fabian, A. C. Edge, C. Jones, and W. Forman. X-ray and optical observations of the Shapley supercluster in Hydra-Centaurus. *MNRAS*, 248:101–111, January 1991.
- [68] A. G. Riess, A. V. Filippenko, P. Challis, A. Clocchiatti, A. Diercks, and P. M. Garnavich. Observational Evidence from Supernovae for an Accelerating Universe and a Cosmological Constant. *AJ*, 116:1009–1038, September 1998.
- [69] A. G. Riess, L.-G. Strolger, J. Tonry, S. Casertano, H. C. Ferguson, B. Mobasher, P. Challis, and Filippenko. Type Ia Supernova Discoveries at $z > 1$ from the Hubble Space Telescope: Evidence for Past Deceleration and Constraints on Dark Energy Evolution. *ApJ*, 607:665–687, June 2004.
- [70] V. C. Rubin. Fluctuations in the Space Distribution of the Galaxies. *Proceedings of the National Academy of Science*, 40:541–549, July 1954.
- [71] L. Rudnick, S. Brown, and L. R. Williams. Extragalactic Radio Sources and the WMAP Cold Spot. *ApJ*, 671:40–44, December 2007.
- [72] A. G. Sánchez, C. M. Baugh, W. J. Percival, J. A. Peacock, N. D. Padilla, S. Cole, C. S. Frenk, and P. Norberg. Cosmological parameters from cosmic microwave background measurements and the final 2dF Galaxy Redshift Survey power spectrum. *MNRAS*, 366:189–207, February 2006.
- [73] A. G. Sánchez, M. Crocce, A. Cabre, C. M. Baugh, and E. Gaztanaga. Cosmological parameter constraints from SDSS luminous red galaxies: a new treatment of large-scale clustering. *MNRAS*, 400:1643–1664, December 2009.

- [74] W. Saunders, M. Rowan-Robinson, and A. Lawrence. The spatial correlation function of IRAS galaxies on small and intermediate scales. *MNRAS*, 258:134–146, September 1992.
- [75] C. P. Scott and S. Raychaudhury. The Pisces-Cetus Supercluster: a remarkable filament of galaxies in the 2dF Galaxy Redshift Survey and Sloan Digital Sky surveys. *arXiv:astro-ph/0511050*, 2005.
- [76] R. K. Sheth, H. J. Mo, and G. Tormen. Ellipsoidal collapse and an improved model for the number and spatial distribution of dark matter haloes. *MNRAS*, 323:1–12, May 2001.
- [77] J. A. Smith, D. L. Tucker, S. S. Allam, and A. M. Jorgensen. Southern Standard Stars for the u'g'r'i'z' System. In *Bulletin of the American Astronomical Society*, volume 34 of *Bulletin of the American Astronomical Society*, pages 1272–+, December 2002.
- [78] V. Springel, C. S. Frenk, and S. D. M. White. The large-scale structure of the Universe. *Nature*, 440:1137–1144, April 2006.
- [79] V. Springel, S. D. M. White, A. Jenkins, C. S. Frenk, N. Yoshida, L. Gao, J. Navarro, R. Thacker, D. Croton, J. Helly, J. A. Peacock, and S. et al. Cole. Simulations of the formation, evolution and clustering of galaxies and quasars. *Nature*, 435:629–636, June 2005.
- [80] C. Stoughton, R. H. Lupton, M. Bernardi, M. R. Blanton, S. Burles, F. J. Castander, A. J. Connolly, D. J. Eisenstein, J. A. Frieman, G. S. Hennessy, R. B. Hindsley, Ž. Ivezić, S. Kent, and et al. Sloan Digital Sky Survey: Early Data Release. *AJ*, 123:485–548, January 2002.
- [81] W. Sutherland and G. Efstathiou. Correlation functions of rich clusters of galaxies. *MNRAS*, 248:159–167, January 1991.
- [82] A. M. Swinbank, A. C. Edge, I. Smail, J. P. Stott, M. Bremer, Y. Sato, C. van Breukelen, M. Jarvis, I. Waddington, L. Clewley, J. Bergeron, G. Cotter, S. Dye, J. E. Geach, E. Gonzalez-Solares, P. Hirst, R. J. Ivison, S. Rawlings, C. Simpson, G. P. Smith, A. Verma, and T. Yamada. The discovery of a massive supercluster at $z = 0.9$ in the UKIDSS Deep eXtragalactic Survey. *MNRAS*, 379:1343–1351, August 2007.
- [83] F. Sylos Labini, N. L. Vasilyev, and Y. V. Baryshev. Large-scale fluctuations in the distribution of galaxies from the two-degree galaxy redshift survey. *A&A*, 496:7–23, March 2009.
- [84] F. Sylos Labini, N. L. Vasilyev, and Y. V. Baryshev. Persistent fluctuations in the distribution of galaxies from the Two-degree Field Galaxy Redshift Survey. *Europhysics Letters*, 85:29002–+, January 2009.

- [85] D. L. Tucker, S. Kent, M. W. Richmond, J. Annis, J. A. Smith, S. S. Allam, C. T. Rodgers, J. L. Stute, J. K. Adelman-McCarthy, J. Brinkmann, M. Doi, D. Finkbeiner, M. Fukugita, J. Goldston, B. Greenway, and et al. The Sloan Digital Sky Survey monitor telescope pipeline. *Astronomische Nachrichten*, 327:821–+, 2006.
- [86] Y. Yaryura, C. Baugh, and R. Angulo. Are the 2dFGRS superstructures a problem for hierarchical models? *MNRAS*, *acceptado*, 2010.
- [87] D. G. York and et al. The Sloan Digital Sky Survey: Technical Summary. *AJ*, 120:1579–1587, September 2000.
- [88] T. Zapata, J. Perez, N. Padilla, and P. Tissera. The influence of halo assembly on galaxies and galaxy groups. *MNRAS*, 394:2229–2237, April 2009.

Agradecimientos:

A Marie, mi hermana, y a Jorge, mi papá, por acompañarme siempre y por creer en mí en cada una de mis decisiones.

A Lea, por la paciencia y por devolverme la sonrisa y las ganas de soñar.

A Diego, mi director, por el tiempo dedicado y por enseñarme a descubrir cada día lo apasionante que es el Universo.

A Marcelo, Carlton y Nelson, por su infinita ayuda para el desarrollo de esta tesis.

Al tribunal, Carlitos, Cristian y Nelson, por el tiempo dedicado y por las correcciones y sugerencias realizadas para mejorar la calidad de esta tesis.

A Vale, compañera de oficina y amiga, por los momentos compartidos y por hacer que la oficina no sea sólo un lugar de trabajo.

A mis amigos de la facu, por estos 11 años compartidos, por los asados, las juntadas y tantos momentos lindos vividos juntos.

A mis amigos de siempre, compañeros de la vida, por compartir conmigo cada uno de mis momentos importantes y por hacer que nunca me sienta sola.

A los integrantes del IATE, por ayudarme cada vez que lo necesité y por hacerme sentir tan cómoda en mi lugar de trabajo.

A todos y a cada uno de los que de alguna manera u otra, me ayudaron durante el desarrollo de esta tesis.