

# Los vacíos y la evolución de la estructura en el Universo

por María Laura Ceccarelli

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

Universidad Nacional de Córdoba

Marzo, 2009

©FaMAF - UNC 2009

Director: Dr. Diego García Lambas



*A mi familia.  
Ana, Roberto y Romina*



## Resumen

---

EN ESTE TRABAJO DE TESIS SE LLEVÓ A CABO UN ESTUDIO ESTADÍSTICO COMPLETO ACERCA DE LAS PROPIEDADES DE REGIONES SUBDENSAS EN EL UNIVERSO. PARA TAL FIN SE ANALIZARON LAS CARACTERÍSTICAS ESPACIALES Y DINÁMICAS EN LOS ENTORNOS A REGIONES SUBDENSAS EN SIMULACIONES NUMÉRICAS COSMOLÓGICAS, POBLADAS CON GALAXIAS SEMIANALÍTICAS, Y CATÁLOGOS OBSERVACIONALES DE GALAXIAS. SE EXAMINARON LAS PROPIEDADES DE LAS GALAXIAS EN PAREDES DE REGIONES SUBDENSAS EN CATÁLOGOS DE GALAXIAS (SDSS Y 2dFGRS). SE EXPLORARON POSIBLES DEPENDENCIAS DE LOS TIPOS ESPECTRALES Y COLORES DE GALAXIAS CON LA POSICIÓN RESPECTO A LOS CENTROS DE LAS REGIONES SUBDENSAS PARA RANGOS DIFERENTES DE LUMINOSIDAD Y DENSIDAD LOCAL. SE OBSERVA UNA TENDENCIA DE LAS GALAXIAS EN PAREDES DE REGIONES SUBDENSAS A EXHIBIR COLORES MÁS AZULES Y MAYORES TASAS DE FORMACIÓN ESTELAR, EN COMPARACIÓN CON GALAXIAS DE CAMPO, TENIENDO EN CUENTA LAS DENSIDADES LOCALES. ESTOS RESULTADOS EVIDENCIAN QUE LUMINOSIDAD Y DENSIDAD LOCAL NO DETERMINAN EN SU TOTALIDAD LAS PROPIEDADES DE LAS GALAXIAS Y SUGIEREN UNA DEPENDENCIA CON EL MEDIO A GRAN ESCALA, POSIBLEMENTE VINCULADA AL MATERIAL QUE SE ACUMULA EN LAS PAREDES DE LAS REGIONES SUBDENSAS COMO CONSECUENCIA DE LA EXPANSIÓN. ASIMISMO, SE ANALIZÓ EL PATRÓN DE DISTORSIONES EN EL ESPACIO DE REDSHIFT DE LA FUNCIÓN DE CORRELACIÓN CRUZADA ENTRE CENTROS DE REGIONES SUBDENSAS Y GALAXIAS, OBTENIÉNDOSE ESTIMAS DE LA VELOCIDAD DE EXPANSIÓN DE LAS REGIONES VACÍAS. LA BONDAD DEL MÉTODO HA SIDO COMPROBADA UTILIZANDO CATÁLOGOS SINTÉTICOS TOMADOS DE LAS SIMULACIONES NUMÉRICAS LO QUE PERMITIÓ, ADEMÁS, ESTUDIAR EL COMPORTAMIENTO DE LA MATERIA OSCURA, GALAXIAS Y HALOS. CON EL OBJETIVO DE OBTENER ESTIMAS DE LA AMPLITUD DEL CAMPO DE VELOCIDADES EN DATOS OBSERVACIONALES SE UTILIZÓ UN MODELO NO LINEAL DE EXPANSIÓN QUE REPRODUCE ADECUADAMENTE EL CAMPO OBSERVADO, ENCONTRÁNDOSE EVIDENCIA DE UN ESCENARIO JERÁRQUICO DE FORMACIÓN DE ESTRUCTURAS DOMINADO POR EXTENSAS REGIONES SUBDENSAS EN EXPANSIÓN.

---

## Abstract

---

IN THIS WORK WE HAVE UNDERTAKEN A COMPLETE STATISTICAL STUDY OF PROPERTIES OF UNDERDENSE REGIONS IN THE UNIVERSE. WE HAVE ANALYZED SPATIAL AND DYNAMICAL CHARACTERISTICS OF THEIR SURROUNDING REGIONS IN COSMOLOGICAL NUMERICAL SIMULATIONS POPULATED WITH SEMIANALYTICAL GALAXIES, AS WELL AS IN OBSERVATIONAL CATALOGUES OF GALAXIES. WE HAVE STUDIED PROPERTIES OF GALAXIES IN WALLS DETERMINING VOID BOUNDARIES USING 2DFGRS AND SDSS CATALOGUES. WE HAVE ANALYSED THE DISTRIBUTION OF SPECTRAL TYPES AND COLOURS OF GALAXIES AS A FUNCTION OF LOCAL DENSITY AND GALAXY LUMINOSITY FOR GALAXIES RESIDING IN WALLS, FINDING THAT THESE GALAXIES ARE BLUER, AND HAVE A HIGHER STAR FORMATION RATE THAN OBJECTS BEYOND THESE VOID BOUNDARIES. WE ARGUE THAT, AS A CONSEQUENCE OF VOID EXPANSION, LOCAL DENSITY DOES NOT DETERMINE COMPLETELY GALAXY PROPERTIES, AND THAT OUTFLOW OF GAS AND GALAXIES PROVIDE AN IMPORTANT INGREDIENT IN UNDERSTANDING GALAXY EVOLUTION AND ITS RELATION TO THE LARGE SCALE STRUCTURE OF THE UNIVERSE. WE HAVE ANALYSED THE DISTORTION PATTERN OF THE REDSHIFT-SPACE VOID-GALAXY CROSS-CORRELATION FUNCTION AND WE HAVE ESTIMATED VOID EXPANSION VELOCITIES. THE RELIABILITY OF THE METHOD HAS BEEN TESTED USING MOCK CATALOGS IN THE SIMULATIONS. A NON-LINEAR MODEL FOR VOID EXPANSION PROVIDES A SUITABLE VELOCITY FIELD AND CONSISTENCY WITH A HIERARCHICAL SCENARIO OF STRUCTURE FORMATION DOMINATED BY AN EXPANDING NETWORK OF VOIDS.

---

## AGRADECIMIENTOS

Son muchas las personas que me han brindado su apoyo y confianza durante el desarrollo de este trabajo de tesis, que de algún modo u otro han participado en este trabajo, y sin cuya colaboración, ayuda y estímulo este no habría sido posible. A todas ellas les debo mi gratitud,

En primer lugar al Dr. Diego G Lambas, por haber dirigido esta tesis y haberme inducido a trabajar en el mundo de los voids. Gracias Diego por la confianza a lo largo de estos años, y por considerar que el propósito de la investigación científica no es simplemente publicar artículos sino alcanzar el grado de conocimiento deseado sobre un problema para poder sentirnos satisfechos por ello; sin duda este trabajo se vio fundamentalmente enriquecido gracias a la participación del Dr. Nelson Padilla, cuyo trabajo ha estado presente a lo largo del desarrollo de todo el proyecto; le agradezco también el haberme recibido en mis productivas visitas a la PUC. Tampoco habría sido posible llevar a buen término este trabajo sin la colaboración del Dr. Carlos Valotto, que ha participado en las distintas etapas de este estudio desde los infalls a grupos, allá en mis comienzos; a quien agradezco, además de su paciencia y ayuda, la amistad y confianza. Si este trabajo tiene algún mérito es sin duda gracias a ellos.

Los contenidos del anexo no hubiesen sido posibles sin la colaboración del Dr. Enrique Gaztañaga, a quien agradezco además el haberme recibido en Barcelona.

Mis amigos del pasado, que por ausencia, mudanzas o cambio de costumbres ya no están presentes, pero los momentos compartidos han sido fundamentales para sobrellevar las dificultades en distintas etapas de este proyecto y de mi vida. A todos ellos, mi recuerdo y agradecimiento.

Mis amigos fuera del mundo de la Astronomía y de la ciencia, que han soportado mis largas ausencias y mis constantes faltas de tiempo, especialmente durante los últimos tramos de la tesis, quienes, aun sin comprender a qué le dedico tanto esfuerzo, me han brindado su apoyo. Gracias por las salidas, los mates y las charlas.

Mi amigos astrónomos, y físicos -que son pocos pero buenos- con quienes compartí charlas, mates y juntadas. Les debo el haberme ayudado a sobrellevar los momentos difíciles que se presentaron durante el desarrollo de este trabajo, la paciencia infinita al escuchar mis quejas y problemas, sé que han sido un apoyo fundamental en esta etapa; pero también sé que han sido y, espero que lo sigan siendo, más importantes en otros aspectos, más personales y trascendentales. Gracias chicos por la confianza y la amistad!

Mis amigos de villa, quienes; a pesar que un verano a orillas del Paraná, la distancia y el tiempo nos separaron; siguen siendo eso: mis amigos.

He recibido ayuda, computacional y científica, de varios compañeros del iate, a todos ellos les agradezco. Y a Viviana por ayudar con las correcciones.

Aún quedan muchas personas que no he mencionado y deberían figurar en estos agradecimientos; enumerar a todos los que me han ayudado durante esta etapa sería interminable, aunque sea en forma anónima les agradezco a todas las personas que contribuyeron a que este trabajo se realice.

He reservado las últimas palabras para mi familia. Este trabajo esta dedicado a ellos, a mis padres, a quienes debo todo lo que soy y seré alguna vez; a mi mamá, que me alentó a seguir incluso cuando yo dudada; a mi papá, a quien le debo haber elegido este camino. A ellos, que me han enseñado que hay cosas mucho más valiosas que cualquier título o posición social, que lo han dado todo para que sus hijos sean personas felices, seguramente nunca les agradezca lo suficiente todo lo que me dan. Durante estos años de doctorado, y a lo largo de toda mi vida, siempre ha estado presente mi hermana, la única, y la mejor que pude haber tenido; compartiendo lo que fuese apareciendo, situaciones buenas y malas, siempre aprendiendo, gracias Ro! Al resto de mi familia, mi abuela, mi tio, que han estado siempre ayudando a hacer más fácil este camino; GRACIAS!.

# Índice general

<b>I</b>	<b>Regiones subdensas en el Universo</b>	<b>1</b>
<b>1.</b>	<b>CONCEPTOS BÁSICOS PRELIMINARES</b>	<b>3</b>
1.1.	Evolución de las estructuras en el universo . . . . .	4
1.1.1.	Aproximaciones e hipótesis . . . . .	5
1.1.2.	Simulaciones numéricas . . . . .	9
1.1.3.	Galaxias semianalíticas . . . . .	12
1.1.4.	Catálogos sintéticos . . . . .	12
1.2.	Movimientos peculiares . . . . .	13
1.3.	Redshift . . . . .	15
1.4.	Campos de velocidades peculiares . . . . .	17
<b>2.</b>	<b>REGIONES SUBDENSAS Y VACÍOS</b>	<b>19</b>
2.1.	Vacíos . . . . .	20
2.1.1.	Búsqueda e identificación de vacíos . . . . .	20
2.1.2.	Vacíos en relevamientos de galaxias . . . . .	23
2.2.	Regiones subdensas . . . . .	25
2.2.1.	La estructura a gran escala trazada por vacíos . . . . .	26
2.2.2.	Dinámica de regiones subdensas . . . . .	28
2.2.3.	Evolución . . . . .	29
2.3.	Vacíos en la distribución de galaxias . . . . .	32
2.4.	Galaxias en vacíos . . . . .	33
2.4.1.	Propiedades de galaxias en vacíos . . . . .	34

<b>II</b>	<b>VACÍOS</b>	<b>41</b>
<b>3.</b>	<b>IDENTIFICACIÓN Y PROPIEDADES DE VACÍOS</b>	<b>43</b>
3.1.	Búsqueda de vacíos . . . . .	44
3.1.1.	Algoritmo de identificación de vacíos . . . . .	45
3.2.	Vacíos en simulaciones numéricas . . . . .	48
3.2.1.	Datos . . . . .	48
3.2.2.	Aplicación del algoritmo a la simulación . . . . .	49
3.2.3.	Densidad numérica de vacíos . . . . .	52
3.3.	Vacíos en catálogos de galaxias . . . . .	54
3.3.1.	Catálogo 2dFGRS . . . . .	54
3.3.2.	Vacíos en las muestras de galaxias sintéticas y observacio- nales del 2dFGRS . . . . .	57
3.3.3.	Catálogo SDSS-DR7 . . . . .	62
3.3.4.	Vacíos en las submuestras de galaxias sintéticas y observa- cionales del SDSS . . . . .	64
<b>4.</b>	<b>PROPIEDADES EN EL ENTORNO A VACÍOS</b>	<b>69</b>
4.1.	Correlaciones en el entorno a vacíos . . . . .	70
4.1.1.	Funciones de correlación en una dimensión . . . . .	71
4.2.	Perfiles de densidad de galaxias . . . . .	78
<b>III</b>	<b>Dinámica en regiones subdensas</b>	<b>87</b>
<b>5.</b>	<b>DINÁMICA CON VELOCIDADES PECULIARES</b>	<b>89</b>
5.1.	Campos de velocidades peculiares en el entorno a vacíos . . . . .	90
5.1.1.	Amplitud del campo de velocidades peculiares . . . . .	91
5.1.2.	Amplitud máxima de expansión . . . . .	100
5.2.	Dispersión de velocidades en paredes de vacíos . . . . .	107
5.3.	Resumen y discusión de los resultados . . . . .	115

<b>6. CAMPOS DE VELOCIDADES CON DATOS OBSERVACIONALES</b>	<b>117</b>
6.1. Distorsiones en espacio de redshifts . . . . .	118
6.1.1. Dinámica a partir de distorsiones en $\xi(\sigma, \pi)$ . . . . .	119
6.2. Determinaciones cuantitativas de la expansión de vacíos en catálogos	124
6.2.1. Modelo no lineal de expansión de vacíos . . . . .	124
6.2.2. Expansión de los vacíos de galaxias . . . . .	130
6.2.3. Amplitud máxima de expansión de vacíos en catálogos . . .	132
<b>IV Galaxias en regiones subdensas</b>	<b>137</b>
<b>7. GALAXIAS EN VACÍOS</b>	<b>139</b>
7.1. Muestras 2dFGRS . . . . .	141
7.2. Galaxias en el entorno a regiones subdensas . . . . .	142
7.2.1. Fronteras de vacíos . . . . .	142
7.2.2. Galaxias en interiores de vacíos . . . . .	149
<b>8. GALAXIAS EN PAREDES DE VACÍOS</b>	<b>157</b>
8.1. Galaxias en regiones de baja densidad . . . . .	158
8.2. Muestras de datos . . . . .	159
8.3. Vacíos en catálogos de galaxias . . . . .	159
8.4. Galaxias en paredes de vacíos . . . . .	163
8.4.1. Densidades de galaxias: global vs. local . . . . .	163
8.4.2. Bimodalidad en la distribución de galaxias . . . . .	165
<b>9. CONCLUSIONES</b>	<b>171</b>
9.1. Resumen . . . . .	171
9.1.1. Vacíos a partir de galaxias semianalíticas, halos y masa en la simulación D250 . . . . .	171
9.1.2. Vacíos en catálogos sintéticos y observacionales . . . . .	173
9.1.3. Galaxias en regiones subdensas de catálogos observacionales	175
9.2. Conclusiones . . . . .	175

## Apéndices

<b>A. ESTADÍSTICA DE REGIONES SUBDENSAS</b>	<b>181</b>
A.1. Función probabilidad de vacío . . . . .	182
A.2. Estadística de regiones subdensas . . . . .	183
A.2.1. Formulación matemática de la estadística de vacíos . . . . .	183
A.3. Modelos de escala jerárquicos . . . . .	186
A.3.1. Modelo minimalista . . . . .	186
A.3.2. Modelo termodinámico . . . . .	187
A.3.3. Modelo del binomio negativo . . . . .	187
A.4. Mediciones estadísticas de vacío . . . . .	189
A.4.1. Simulación VLS . . . . .	189
A.4.2. Función probabilidad de vacío: estimas numéricas . . . . .	189
A.5. Dependencias con la densidad de la muestra . . . . .	190
A.5.1. Diluciones numéricas . . . . .	190
A.5.2. Diluciones analíticas . . . . .	192
A.6. Vacíos en la distribución de halos de materia oscura . . . . .	199
A.6.1. Halos en simulaciones cosmológicas . . . . .	199
A.6.2. Función probabilidad de vacío en halos . . . . .	200
 <b>Bibliografía</b>	 <b>205</b>

# Índice de figuras

2.1. 2dFGRS y CfA . . . . .	25
3.1. Vacíos en la simulación numérica D250. . . . .	50
3.2. Densidad numérica de vacíos en función del tamaño y la fracción cumulativa del volumen ocupado por vacíos . . . . .	51
3.3. Histogramas de velocidad radial y radios de vacíos en los catálo- gos 2dFGRS sintético y observacional. . . . .	58
3.4. Histogramas de velocidad radial y radios de vacíos en los catálo- gos 2dFGRS sintético y observacional. . . . .	59
3.5. Histogramas de velocidad radial y radios de vacíos en los catálo- gos SDSS sintético y observacional. . . . .	65
3.6. Histogramas de velocidad radial y radios de vacíos en los catálo- gos SDSS sintético y observacional. . . . .	66
4.1. Funciones de correlación cruzada entre galaxias y vacíos en los catálogos 2dFGRS sintético y observacional. . . . .	72
4.2. Funciones de correlación cruzada entre galaxias y vacíos en los catálogos SDSS sintético y observacional. . . . .	73
4.3. Funciones de correlación cruzadas entre vacíos definidos por ma- sa, H11, H11,5, H12, y galaxias semianalíticas. . . . .	74
4.4. Perfiles de densidad trazados por galaxias de los catálogos 2dF- GRS sintético y observacional. . . . .	79
4.5. Perfiles de densidad trazados por galaxias de los catálogos SDSS sintético y observacional. . . . .	80
4.6. Perfiles de densidad en la simulación D250. . . . .	81
4.7. Perfiles de densidad trazados por galaxias en función de la dis- tancia normalizada al centro del vacío. . . . .	82

4.8. Perfiles de densidad trazados por galaxias más débiles que las utilizadas para realizar la identificación de vacíos, en el catálogo 2dFGRS sintético y observacional. . . . .	83
5.1. Posiciones relativas del centro de un vacío, una galaxia y el observador. . . . .	93
5.2. Campos de velocidades peculiares en el entorno a vacíos en los catálogos sintéticos 2dFGRS y SDSS . . . . .	94
5.3. Velocidades de expansión de galaxias semianalíticas y halos en función de la distancia al centro del vacío . . . . .	96
5.4. Amplitud del campo de velocidades peculiares con errores en la determinación de distancias incluidos. . . . .	99
5.5. Diagrama en dos dimensiones de la amplitud de expansión de los vacíos en el catálogo 2dFGRS sintético. . . . .	101
5.6. Diagrama en dos dimensiones de las amplitudes de expansión para vacíos definidos por galaxias y halos en la simulación . . .	103
5.7. Dispersión de velocidades peculiares de galaxias en relación a la pared del vacío en el catálogo sintético 2dFGRS. . . . .	109
5.8. Dispersión de velocidades peculiares de galaxias en relación a la pared del vacío en el catálogo sintético SDSS. . . . .	110
5.9. Dispersión de velocidades peculiares de galaxias en la dirección paralela y perpendicular las paredes de los vacíos en la simulación D250. . . . .	111
5.10. $\sigma_{parallel}/\sigma_{perpendicular}$ en el catálogo sintético 2dFGRS. . . . .	113
5.11. $\sigma_{parallel}/\sigma_{perpendicular}$ en el catálogo sintético SDSS . . . . .	114
6.1. Función de correlación cruzada en espacio de redshift vacío-galaxia $\xi(\sigma, \pi)$ en los catálogos 2dFGRS sintético y observacional.	121
6.2. Función de correlación cruzada en espacio de redshift vacío-halo y vacío-galaxia en función de $\sigma/r_{void}$ y $\pi/r_{void}$ en la simulación numérica D250 . . . . .	123
6.3. Modelo de expansión . . . . .	128
6.4. Predicciones del campo de velocidades peculiares para galaxias semianalíticas en simulaciones . . . . .	129

6.5.	Predicciones y mediciones directas de la amplitud del campo de velocidades peculiares en función de la distancia al centro del vacío para el 2dFGRS sintético y observacional. . . . .	133
6.6.	Diagrama en dos dimensiones de las amplitudes de expansión derivados mediante el modelo teórico, en función del radio de vacío y de la distancia al vacío, para los catálogos 2dFGRS sintético y observacional. . . . .	135
7.1.	Perfiles de densidad y fracciones de galaxias según el tipo espectral	146
7.2.	Fracción normalizada de galaxias . . . . .	147
7.3.	Fracciones medias de galaxias en las fronteras de vacíos en el catálogo 2dFGRS . . . . .	148
7.4.	Fracción de galaxias en función de la distancia al centro del vacío. . . . .	150
7.5.	Fracciones medias de galaxias en los interiores y fronteras de vacíos. . . . .	151
7.6.	Fracciones de tipos de galaxias normalizadas a los valores de campo, para interiores y fronteras de vacíos . . . . .	155
8.1.	Distribución superpuesta de galaxias en torno a vacíos en el catálogo SDSS . . . . .	160
8.2.	Perfiles de densidad, densidad local media, y fracción de galaxias con $\eta < -1,3$ en el 2dFGRS y de rojas, en el SDSS, en los entornos a vacíos. . . . .	162
8.3.	Distribuciones del índice de color $u-r$ para galaxias en distintos bins de luminosidad y densidad local. . . . .	164
8.4.	Fracción de galaxias rojas para galaxias en paredes de vacíos en medios de baja y alta densidad respecto a galaxias exteriores a vacíos. . . . .	166
8.5.	Distribuciones del parámetro de tipos espectrales $\eta$ para galaxias del catálogo 2dFGRS en diferentes rangos de luminosidad y densidad local. . . . .	168
8.6.	Fracción de galaxias en paredes de vacíos con $\eta < 1,3$ inmersas en medios de baja y alta densidad local, respecto a galaxias exteriores a vacíos. . . . .	169

A.1. Función de probabilidad de vacío reducida para partículas de materia oscura en la simulación VLS. . . . .	191
A.2. Función probabilidad de vacío reducida en función de $N\bar{\xi}$ para partículas de materia oscura en la simulación VLS. . . . .	193
A.3. Función probabilidad de vacío reducida para partículas en la simulación VLS. . . . .	197
A.4. Función probabilidad de vacío reducida en función de $N\bar{\xi}$ para las partículas de materia oscura en la simulación VLS. . . . .	198
A.5. Función probabilidad de vacío reducida en función de $N\xi$ para halos en las simulaciones. . . . .	201
A.6. Función probabilidad de vacío reducida en función de $N\bar{\xi}$ para halos en la simulación MICE y partículas en VLS. . . . .	202
A.7. Función probabilidad de vacío reducida en función de $N\bar{\xi}$ para halos en la simulación MICE. . . . .	204

# Índice de tablas

3.1. Definición de las submuestras de galaxias en las regiones NGP y SGP de los catálogos 2dFGRS sintético y observacional. . . .	57
3.2. Cantidad numérica de vacíos identificados en los catálogos 2dFGRS sintético y observacional, en las regiones norte y sur. . . .	61
3.3. Definición de las submuestras de galaxias en los catálogos SDSS sintético y observacional. . . . .	63
3.4. Cantidad numérica de vacíos identificados en los catálogos SDSS sintético y observacional. . . . .	64
5.1. Ajustes de la relación entre $r_{\text{void}}$ y la distancia a la velocidad de expansión máxima, y la distancia a la cuál $v = 0$ ; para las galaxias en catálogos y las galaxias semianalíticas en la simulación D250. . . . .	105
5.2. Ajustes de la relación entre el radio del vacío y la distancia a la cual la velocidad de expansión es máxima, y la distancia a la cuál $v = 0$ . . . . .	106
7.1. Fracción media de galaxias en las fronteras de los vacíos . . . .	145
7.2. Fracción media de galaxias normalizada a los valores de campo en el catálogo 2dFGRS. . . . .	145
7.3. Fracciones relativas de tipos de galaxias en regiones interiores de vacíos. . . . .	153
7.4. Fracciones relativas de tipos de galaxias en fronteras de vacíos. .	153
8.1. Características de las muestras de vacíos y galaxias. . . . .	161



*el Ser y el No ser se complementan,  
se describen el uno al otro.  
El Ser, lo que existe, el Todo.  
El no Ser, el vacío, la Nada...*

**Lao Tse, Tao Te Ching.**

*El Universo (que otros llaman la biblioteca)  
se compone de un número indefinido,  
y tal vez infinito, de galerías hexagonales,  
con vastos pozos de ventilación en el medio,  
cercados por barandas bajísimas.*

**La biblioteca de Babel, Jorge Luis Borges.**



## Prefacio

Las preguntas más trascendentales, quizás las únicas realmente importantes, son aquellas relacionadas con comprender los *secretos del Universo*, nos preguntamos por el origen de nuestra existencia, que es, justamente, el origen del Universo. Son estas preguntas filosóficas, las más profundas, las que merecen la pena ser respondidas. Comprender el origen del Universo implica, ciertamente, comprender su evolución y situación actual. Las galaxias, grupos, cúmulos, paredes y filamentos son los constituyentes fundamentales de la estructura en gran escala observada, entender como se formaron y evolucionaron, a partir de qué condiciones iniciales cosmológicas y qué procesos fueron responsables de su evolución hasta convertirse en los objetos que observamos hoy, es una cuestión clave para comprender el origen del Universo.

Los intentos por describir completamente la distribución de galaxias se han visto obstaculizados debido a la complejidad de los cálculos requeridos por ejemplo, para determinar las funciones de correlación de todos los órdenes, o todos los momentos de la distribución; muchas veces resulta conveniente cambiar la perspectiva, buscar modos alternativos de encarar un problema; los vacíos, la nada, lo diametralmente opuesto a lo que estamos buscando, puede contener la respuesta

Así como cuando queremos dibujar una forma fácilmente, miramos el fondo; así como cuando queremos ubicarnos en la tierra, miramos el cielo; cuando queremos saber como evolucionó la estructura de manera sencilla, miramos los vacíos. Una forma de entender la evolución de las estructuras esta dada por la evolución de las grandes regiones vacías, donde una representación más sencilla, más elegante, con una sola, simple ecuación, relaciona la nada con el todo: la probabilidad de vacío involucra a las funciones de correlación de todos los órdenes, es decir, guarda información que permite dar una caracterización completa de la distribución de estructuras.

La evolución de los vacíos puede ser entendida en términos de grandes regiones esféricas expandiéndose, donde en los intersticios entre ellas se ubican los objetos que observamos en forma de cúmulos y filamentos.

Distantes de las tan importantes cuestiones iniciales, en este trabajo se hace un humilde intento por comprender y caracterizar la expansión y dinámica de las regiones subdensas o vacíos, y el modo en que estas afectan las propiedades de las galaxias.



# Parte I

## Regiones subdensas en el Universo



# Capítulo 1

## **CONCEPTOS BÁSICOS PRELIMINARES**

Se presentan los conceptos básicos generales utilizados en el desarrollo de la tesis con el propósito de fijar las definiciones y uniformar ideas. Se establecerá el marco teórico de trabajo, conjuntamente con las aproximaciones e hipótesis utilizadas.

## 1.1. Evolución de las estructuras en el universo

La solución más aceptada al problema de como la estructura y las galaxias se han formado, es provista por un escenario de inestabilidad gravitatoria, donde las estructuras se forman debido a la amplificación gravitatoria de fluctuaciones muy pequeñas en la densidad inicial.

Con el propósito de cuantificar la magnitud de las inhomogeneidades en la distribución de materia, originadas a partir de las fluctuaciones en el campo de densidad en el Universo primitivo, se define el contraste adimensional de densidad en un punto con coordenadas espaciales  $x$  y coordenada temporal  $t$ :

$$\delta(\mathbf{x}, t) = \frac{\rho(\mathbf{x}, t) - \rho_b(t)}{\rho_b(t)}, \quad (1.1)$$

donde  $\rho(\mathbf{x})$  es la densidad en  $\mathbf{x}$  en un tiempo  $t$  y  $\rho_b$  es la densidad media del universo en  $t$ .

Se utiliza el formalismo de transformadas de Fourier, para lo que se considera que el universo es periódico en un volumen  $V$ . Con esta hipótesis el contraste de densidad puede escribirse como una serie dada por la suma de ondas planas con fases aleatorias<sup>1</sup>:

$$\delta(\mathbf{x}, t) = \sum \delta(\mathbf{k}_j, t) e^{-i\mathbf{k}_j \cdot \mathbf{x}}, \quad (1.2)$$

donde  $\mathbf{k}_j$  es el  $j$ -ésimo vector de onda y  $\delta(\mathbf{k}_j, t)^2$  la amplitud de la  $j$ -ésima onda en el tiempo  $t$ .

La caracterización de la amplitud de las fluctuaciones en densidad está dada por el promedio en volumen del cuadrado de las amplitudes de las perturbaciones<sup>3</sup> o espectro de potencias de las fluctuaciones en densidad,  $P(k) = \langle |\delta_k|^2 \rangle$  (Peacock, 1999).

Los detalles del proceso de la formación de las estructuras en el Universo son determinados por el espectro de potencias de las fluctuaciones en densidad inicial. En un Universo donde el espectro de potencias tenga grandes amplitudes en escalas pequeñas, los objetos de menor tamaño se formarán primero, combinándose luego para dar lugar a estructuras mayores; un escenario de formación con estas características es provisto por el modelo más aceptado en la

---

<sup>1</sup>La hipótesis de ondas con fases aleatorias implica que la masa contenida dentro de una esfera de radio arbitrario posee una distribución gaussiana que puede caracterizarse por un solo parámetro: su dispersión.

<sup>2</sup>Por simplicidad se utilizará  $\delta$  en lugar de  $\delta(\mathbf{x}, t)$  y  $\delta_k$  en lugar de  $\delta(\mathbf{k}_j, t)$ .

<sup>3</sup>Notar que  $\langle \delta(k_j, t) \rangle = 0$ .

---

actualidad:  $\Lambda$ CDM. En este contexto, un posible origen de las regiones de baja densidad conocidas como vacíos<sup>4</sup> o *voids*<sup>5</sup>, es explicado como consecuencia de la evolución de las fluctuaciones negativas en el campo de densidad inicial, antagónicas al crecimiento de las estructuras sobredensas.

El objetivo general de este trabajo consiste en el estudio de la evolución de la estructura a gran escala del Universo mediante el análisis de propiedades espaciales y dinámicas de los vacíos, en el marco de un modelo cosmológico  $\Lambda$ CDM.

En el capítulo siguiente (capítulo 2) se introducirán los conceptos específicos del elemento central de la tesis: los vacíos. Para ello se revisarán las definiciones de vacíos establecidas en trabajos previos y se describirá la definición de los mismos que adoptaremos en este trabajo. Se presentará además un breve resumen de trabajos previos relacionados con los objetivos de la tesis.

### 1.1.1. Aproximaciones e hipótesis

En tanto, éste capítulo se dedicará a la revisión de cuestiones fundamentales de la tesis, que se encuentran presentes en el contenido, aunque no sean el móvil principal de ésta, como las simulaciones numéricas, las galaxias semianalíticas y los catálogos sintéticos de galaxias. Se repasarán además los conceptos de redshift y velocidad peculiar, las aproximaciones lineal y newtoneana, y la formulación matemática que describe los campos de velocidades peculiares en el Universo.

Los dos capítulos iniciales, agrupados en la parte I, están incluidos a título introductorio, puesto que no se presentan resultados de la tesis en ellos.

La evolución de las fluctuaciones puede estudiarse en el marco de la relatividad general, cuyas ecuaciones de campo describen el comportamiento de materia. Las ecuaciones de campo se complican demasiado cuando el Universo no tiene todo su material y su energía uniformemente distribuidos, no obstante, es posible realizar simplificaciones, válidas bajo ciertas condiciones, que proveen soluciones aproximadas. En este trabajo se utilizarán modelos basados en las soluciones obtenidas a partir de estas aproximaciones, las cuales son descriptas a continuación.

---

<sup>4</sup>Es importante señalar que ambas denominaciones, regiones subdensas y vacíos, no son equivalentes, tal como se precisará en la subsección 2.1.1.

<sup>5</sup>En la literatura especializada se utiliza el término *void* para el cual se adoptó vacío como traducción al español.

---

En la presente subsección se repasan hipótesis y aproximaciones básicas en el estudio de la estructura en gran escala, que fueron realizadas con el propósito de estudiar las propiedades y evolución de regiones subdensas y serán mencionadas en diferentes pasajes de este trabajo.

### Aproximación newtoniana

Las observaciones de nuestro universo muestran que éste luce altamente irregular a escalas pequeñas. El estudio de estas irregularidades en la distribución de materia se ve enormemente simplificado utilizando una aproximación de la relatividad general para el tratamiento de interacciones de objetos en regiones bajo la acción de campos gravitatorios débiles, que consiste en la utilización de la mecánica clásica o newtoniana.

Mediante la aproximación estandar de campo débil ( $\Phi \ll c^2$ , donde  $\Phi$  es el potencial gravitatorio y  $c$  la velocidad de la luz en el vacío<sup>6</sup>) se encuentra que las ecuaciones de campo de la relatividad general para un fluido ideal se reducen a la expresión (Peebles, 1980):

$$\nabla \Phi_r^2 = 4\pi G(\rho + 3p/c^2) - \lambda, \quad (1.3)$$

donde  $\rho$  representa a la densidad de masa del fluido y  $p$  a la presión. El término que contiene a la constante cosmológica  $\lambda$  fue introducido por Einstein en las ecuaciones para contrarrestar la expansión general.

La ecuación de la geodésica para campos débiles y velocidades pequeñas resulta:

$$\ddot{r}^\alpha = -\Phi_{,\alpha}. \quad (1.4)$$

Las ecuaciones resultantes de esta aproximación (1.3 y 1.4) son las ecuaciones para el movimiento de una partícula dadas por la mecánica clásica, las mismas describen correctamente el comportamiento de la materia en un amplio rango de escalas que se extiende hasta aproximadamente 3000 Mpc, con la excepción de la región circundante a una singularidad.

Las inhomogeneidades en la distribución de materia aparecen en regiones pequeñas hasta escalas del orden de 100 Mpc, en consecuencia resulta apropiado utilizar las ecuaciones más sencillas analíticamente de la mecánica clásica para

---

<sup>6</sup>En este caso particular el término vacío se refiere al vacío absoluto, y difiere substancialmente de los vacíos estudiados en este trabajo (subsección 2.1.1).

emprender el estudio de las fluctuaciones en la densidad del universo, en particular resultan útiles con el propósito de analizar regiones subdensas como los vacíos identificados en este trabajo, cuyos tamaños no superan los  $40 \text{ Mpc h}^{-1}$  (ver capítulo 3).

Con el propósito de visualizar con mayor claridad la relación entre las fluctuaciones de densidad y los potenciales o campos gravitatorios originados por éstas, además de los efectos sobre las velocidades de las partículas bajo la acción de estos campos, se utiliza un sistema de coordenadas comóvil con la expansión del Universo. La separación relativa entre dos objetos en coordenadas comóviles  $\mathbf{x}$  se relaciona con  $\mathbf{r}$  según:

$$\mathbf{r} = a\mathbf{x}, \quad (1.5)$$

donde  $a$  es el factor de escala del universo<sup>7</sup>.

La ecuación de campo y de la geodésica clásicas referidas a un sistema de coordenadas comóvil con la expansión del Universo toman la forma (Peebles, 1980):

$$\nabla\phi_{\mathbf{x}}^2 = 4\pi G a^2 \rho_b \delta(\mathbf{x}), \quad (1.6)$$

donde se considera  $\lambda = 0$  y la presión  $p \simeq 0$ .

$$d\mathbf{v}/dt + \mathbf{v}\dot{a}/a = -\nabla_{\mathbf{x}}\phi/a, \quad (1.7)$$

donde  $\mathbf{v}$  representa a la velocidad peculiar.

Las ecuaciones de campo de la mecánica clásica (ecuaciones 1.6<sup>8</sup> y 1.7) muestran que las fuentes de los potenciales gravitatorios en el universo a escalas menores a  $100 \text{ Mpc}$  están constituidas por las fluctuaciones de densidad de materia respecto a la media y, que los potenciales están vinculados a las velocidades y aceleraciones.

Mediante la realización de la aproximación lineal descripta a continuación, se puede obtener una expresión que vincula a las fluctuaciones de densidad de materia con el campo de velocidades inducidas por aquéllas. Como se precisará más adelante, dicha relación será de suma utilidad a los fines de derivar e interpretar los resultados expuestos en los capítulos 5 y 6.

---

<sup>7</sup>También llamado factor de escala cosmológico o simplemente factor de escala.

<sup>8</sup>Notar que las derivadas son respecto a las coordenadas comóviles.

---

### Aproximación lineal

Se puede tener una descripción adecuada del comportamiento de la materia a escalas grandes, esto es a escalas mayores que las de los grupos y cúmulos de galaxias, realizando una aproximación lineal, aún cuando haya picos muy pronunciados en el contraste de densidad a escalas más chicas.

Cuando se estudian aspectos relacionados con la inhomogeneidad del universo a escalas suficientemente grandes, donde las fluctuaciones en densidad no difieren notablemente de la media, resulta útil simplificar las ecuaciones mediante una aproximación lineal. Al situarse en regiones cercanas a los máximos o mínimos locales de potencial gravitatorio los contrastes de densidad se tornan importantes y la aproximación lineal deja de ser válida.

Las condiciones locales de la densidad de masa en la región determinarán la posibilidad de realizar aproximaciones:

- $|\delta| \ll 1 \mapsto$  Teoría lineal
- $\delta \sim 1 \mapsto$  Teoría no lineal

A partir de las aproximaciones newtoniana y lineal<sup>9</sup>, conjuntamente con modelos para la materia se derivan ecuaciones cosmológicas para la energía y momento que permiten estudiar la evolución temporal de las fluctuaciones en la densidad de materia para distintos modelos de Universo, dentro del rango de validez de las ecuaciones (Peebles, 1980).

Tanto para un modelo del estado de la materia que la considera con características de partículas (ecuación de Liouville o Boltzmann sin colisiones) como de fluido (ecuaciones de estado del fluido ideal) se obtienen las mismas expresiones de las ecuaciones newtonianas linealizadas para  $\delta(t)$  y para  $a(t)$ , siempre que se considere despreciable el efecto de la presión (Peebles, 1980):

$$\ddot{\delta} + 2\dot{a}/a\dot{\delta} = 4\pi G\rho_b\delta, \quad (1.8)$$

donde  $G$  es la constante de la gravitación universal.

$$\dot{\delta} + 1/a\nabla \cdot \mathbf{v} = 0. \quad (1.9)$$

Se deben resolver las ecuaciones 1.8 y 1.9 para conocer la evolución de las inhomogeneidades en la distribución de materia en el universo. En particular

---

<sup>9</sup>Contrastes de densidad ( $\delta$ ) pequeños inducen campos gravitatorios débiles.

tendrán efectos determinantes en las características dinámicas de los objetos en regiones bajo la acción de los campos gravitatorios inducidos por estas inhomogeneidades, que se utilizarán en este trabajo con el propósito de analizar los campos de velocidades peculiares en el entorno a las subdensidades en la distribución de materia asociadas a los vacíos (capítulos 5 y 6).

### 1.1.2. Simulaciones numéricas

Las fluctuaciones en el campo de densidad y su evolución temporal pueden ser estudiadas, cuando son pequeñas, por medio de la aproximación lineal de fluctuaciones en la densidad. Las expresiones linealizadas permiten la separación del contraste de densidad  $\delta$  en una parte espacial y otra temporal, simplificando de esta manera las ecuaciones (Peebles, 1980). Sin embargo, cuando las fluctuaciones crecen lo suficiente y los contrastes de densidad superan a la unidad, la aproximación lineal deja de ser válida y se tiene que aplicar otro método para estudiar la evolución temporal de las perturbaciones a la homogeneidad en la distribución de materia. Las simulaciones numéricas son la herramienta más poderosa que permite describir la evolución de las fluctuaciones en la densidad en regiones no lineales<sup>10</sup>.

Las simulaciones posibilitan explicar de manera altamente satisfactoria un gran número de fenómenos asociados a procesos físicos<sup>11</sup> que de otra manera sería muy difícil, sino imposible, investigar. Las simulaciones numéricas permiten seguir la evolución temporal de un sistema de partículas con una dada masa distribuidas dentro de un volumen periódico. El sistema se hace evolucionar gravitacionalmente el tiempo que se desee y para ello deben resolverse las ecuaciones del movimiento de cada partícula.

De esta manera las simulaciones se encargan de seguir la evolución de la posición y velocidad de las partículas, que interactúan gravitacionalmente. Esto se hace aproximando la trayectoria exacta que estas partículas tendrían en la realidad por un conjunto de soluciones formadas por rectas tangentes a la trayectoria real en puntos tomados cada intervalos de tiempo suficientemente pequeños.

Para definir la calidad de una simulación se debe establecer el tamaño del volumen periódico, que suele ser un cubo y el número de partículas, que se relacionan con la resolución con que se verá la distribución de masa resultante.

---

<sup>10</sup>Las regiones no lineales son aquellas donde no es válida la aproximación lineal.

<sup>11</sup>Entre estos procesos se cuentan los que dan origen a fusiones de galaxias.

---

Otra característica importante de las simulaciones consiste en el modelo cosmológico utilizado, que se define a partir de las condiciones iniciales puestas de manifiesto en los parámetros cosmológicos considerados, los modelos de universo más difundidos son:

- **SCDM**: Materia oscura fría estandar. Los parámetros cosmológicos de este tipo de simulación son:  $\Omega = 1,0$ ,  $\Lambda = 0,0$ .
- **$\Lambda$ CDM**: Materia oscura fría con constante cosmológica. Este modelo de universo es el único que tiene un valor no nulo de la constante cosmológica ( $\Lambda$ ):  $\Omega = 0,3$ ,  $\Lambda = 0,7$ . Las observaciones del universo parecen indicar que este modelo cosmológico es el que mejor se ajusta a las observaciones.
- **OCDM**: Universo abierto con materia oscura fría. Las constantes cosmológicas usuales que generan un universo con estas características son:  $\Omega = 0,3$ ,  $\Lambda = 0,0$
- **$\tau$ CDM**  $\Omega = 1,0$ ,  $\Lambda = 0,0$ .

Debido a que el objetivo principal de la inclusión de simulaciones en este trabajo es la obtención de resultados representativos de nuestro Universo y su posterior comparación con resultados provenientes de catálogos de galaxias, se emplearán aquéllas que utilizan el modelo cosmológico  $\Lambda$ CDM, ya que la distribución de materia resultante de estas simulaciones es la que muestra mayor consistencia con las observaciones.

En la totalidad de la tesis se trabajará bajo la hipótesis de que el Universo es consistente con el modelo  $\Lambda$ CDM.

### Métodos de integración

El movimiento de partículas que evolucionan por interacciones gravitatorias es inducido por el campo gravitatorio generado por todas ellas. En las ecuaciones del movimiento del sistema de partículas se incluirá el potencial gravitatorio del cual deriva el campo gravitatorio. Éste requiere la suma de los potenciales de cada partícula individual, lo cual, mediante derivadas respecto a la posición, es equivalente a calcular la fuerza que ejercen, sobre cada partícula, el resto de ellas. Hay distintos métodos para hacer esto, entre los más conocidos se encuentran:

- **Partícula-partícula** : calcula el potencial gravitatorio directamente a partir de la interacción entre las partículas. Tiene la desventaja de no poder
-

ser aplicado a un número grande de partículas por requerir demasiado tiempo de cálculo computacional. En cuanto a las ventajas, permite tener una alta resolución espacial.

- Partícula-grilla: calcula la densidad de partículas en los nodos de una red cartesiana, a partir de los valores de densidad interpola a las posiciones de las partículas y obtiene el potencial. Este método se puede aplicar a un número grande de partículas pero tiene una baja resolución espacial.
- Partícula-partícula - partícula-grilla: es una combinación de los dos métodos anteriores. Calcula una fuerza de corto alcance mediante el método Particle-particle y una de largo alcance utilizando el método Particle-Mesh. La aplicación de este método requiere grandes tiempos de cálculo si la partícula se encuentra en una región muy densa.
- Partícula-partícula - partícula-grilla adaptativa: para disminuir el tiempo de integración se subdividen las zonas de alta densidad y se aplica en ellas el método partícula-partícula partícula-grilla.

### Condiciones iniciales

El imponer condiciones iniciales en una simulación es equivalente a asignar una posición y velocidad inicial a cada partícula.

Las posiciones y velocidades iniciales se fijan mediante la aproximación de Zeldovich (Zeldovich, 1970). Según esta aproximación las posiciones de las partículas se describen como la combinación de dos términos, uno representando a la parte homogénea e isotrópica de la distribución de materia y otro a las inhomogeneidades:

$$r(t) = a(t)[q(t) - b(t)\psi(x)]. \quad (1.10)$$

El segundo término  $(a(t)b(t)\psi(x))$  representa las perturbaciones a posiciones distribuidas aleatoriamente.

$\psi(x)$  es la función perturbadora en coordenadas comóviles,

$a(t)$  es el factor de escala del universo y

$b(t)$  representa la evolución temporal de las perturbaciones.

Las velocidades de las partículas se obtienen mediante la derivada temporal de la posición  $r(t)$ . La velocidad consta de un término asociado a la velocidad

---

de recesión debida a la expansión universal y un término asociado a la velocidad peculiar.

Luego de desarrollada la evolución gravitatoria de las partículas en el tiempo se obtienen las posiciones  $(x, y, z)$ , generalmente en un sistema de referencia ortogonal con ejes coordenados paralelos a los lados del cubo y origen en alguno de los vértices, y velocidades  $(v_x, v_y, v_z)$ , de las partículas. Este resultado se denomina salida de la simulación y corresponde al redshift (ver sección 1.3) asociado al tiempo que se dejó evolucionar a las partículas.

Algunas simulaciones utilizan modelos analíticos para la formación de galaxias y como resultado se obtiene, no sólo la distribución de masa, sino también de galaxias. Debido a que, en este trabajo, estas últimas han sido ampliamente utilizadas con el propósito de derivar resultados fundamentales, se ofrece una breve definición de las mismas.

### 1.1.3. Galaxias semianalíticas

En los últimos años se han realizado simulaciones numéricas cosmológicas que han permitido estudiar con gran precisión las propiedades de las estructuras de materia oscura. Sin embargo el poder computacional todavía no es suficiente para resolver directamente la componente bariónica de las galaxias (esto es, la evolución del gas), lo cual ha forzado a utilizar ciertas técnicas para abordar este problema. Los métodos utilizados se denominan modelos semianalíticos, ya que utilizan prescripciones analíticas para el tratamiento del gas y para “poblar” los halos de materia oscura. Dichas prescripciones utilizan aproximaciones analíticas para reproducir procesos básicos en la física del gas: enfriamiento del gas, retroalimentación por supernovas, enriquecimiento químico, dinámica de galaxias, formación y evolución de estrellas, crecimiento de agujeros negros y otros procesos de interés astrofísico. Estas prescripciones contienen parámetros, los cuales se pueden modificar con el propósito de reproducir propiedades observadas de las galaxias, como por ejemplo la función de luminosidad de las galaxias y las luminosidades de los cúmulos de galaxias cuando se los observa en rayos X.

### 1.1.4. Catálogos sintéticos

Los catálogos sintéticos, los cuales han sido utilizados en este trabajo, son construídos a partir de simulaciones numéricas pobladas con galaxias semianalíticas. Éstos reproducen las propiedades estadísticas (distribución de

---

velocidades radiales, función de luminosidad) de catálogos observacionales y los sesgos propios de estos catálogos.

Los objetos del catálogo sintético son galaxias semianalíticas extraídas de la simulación utilizada de la siguiente manera:

Se fija una posición para el observador dentro del cubo donde fue realizada la simulación, las posiciones y velocidades de las galaxias serán tomadas respecto al observador. Se determinan las posiciones relativas directamente y las velocidades relativas deben ser proyectadas en la dirección de la visual del observador<sup>12</sup>. Las galaxias se seleccionan de forma tal que reproduzcan las propiedades observacionales de los catálogos.

Los catálogos sintéticos suelen considerar que el universo es periódico, esto es: que el cubo donde se realizó la simulación se repite periódicamente en todas direcciones. Las estructuras que se cortan incompletas en una cara del cubo deberán continuarse en la cara opuesta, al igual que los movimientos.

Una ventaja muy importante de los catálogos sintéticos, particularmente para los análisis realizados en el presente trabajo, es que permiten realizar estudios dinámicos utilizando información que es imposible de obtener mediante datos observacionales. La información disponible en los catálogos de galaxias con datos de velocidades peculiares consiste en la posición del objeto y la componente radial de su velocidad peculiar, mientras que las simulaciones proporcionan, junto con la posición, las tres componentes de la velocidad peculiar.

## 1.2. Movimientos peculiares

En esta sección se repasan definiciones y características elementales de las velocidades peculiares, basadas en Peebles (1980), con el propósito de introducir los conceptos utilizados en el desarrollo del trabajo.

En los análisis de campos de velocidades peculiares se considerará que los movimientos peculiares de las galaxias están determinados por la acción de los campos gravitatorios locales e indican de manera directa la presencia de potenciales gravitatorios generados por materia oscura y luminosa.

Como ya fue mencionado, a partir de un análisis de la ecuación de campo (1.6) se puede ver que las fuentes de los movimientos peculiares, que son generados por  $\phi$ , yacen en los apartamientos a la homogeneidad en la distribución

---

<sup>12</sup>Debido a que en la realidad un observador sólo podría medir la velocidad en la dirección de la visual y se busca tener datos comparables al catálogo original.

---

de materia dados por  $\delta \neq 0$ . Entonces resulta natural esperar que mediante la medición del campo de velocidades peculiares se pueda obtener información valiosa sobre la subyacente distribución de masa y viceversa.

A causa de la expansión del universo, la distancia entre dos objetos cualquiera se modificará a través del tiempo. Considerando dos partículas separadas una distancia  $r$  en un universo homogéneo e isotrópico en expansión (ecuación 1.5), la separación relativa de estas partículas va a depender del tiempo en la forma dada por:

$$\dot{\mathbf{r}} = \dot{a}\mathbf{x}, \quad (1.11)$$

donde las distancias se modifican debido al cambio temporal del tamaño físico del universo. Si se introducen perturbaciones a la homogeneidad e isotropía tal como indican las observaciones que sucede en el universo, aparece un nuevo término en la ecuación 1.11 que se puede interpretar como un apartamiento a la expansión general:

$$\dot{\mathbf{r}} = \dot{a}\mathbf{x} + a\dot{\mathbf{x}}, \quad (1.12)$$

el primer término corresponde a un universo homogéneo e isotrópico en expansión y el segundo término está asociado a movimientos peculiares originados por interacciones gravitatorias en regiones localizadas del universo. La velocidad peculiar puede escribirse como:

$$\mathbf{v} = a\dot{\mathbf{x}}, \quad (1.13)$$

notar que la ecuación 1.13, que involucra vectores, provee la definición más general de velocidad peculiar. Un caso particular consiste en las velocidades peculiares determinadas observacionalmente, para las cuales sólo se puede conocer la componente radial (en la dirección al observador) de la ecuación 1.13.

La componente radial de la expresión 1.12 se puede reescribir como:

$$\dot{r} = Hr + v_p. \quad (1.14)$$

La ecuación tiene a la constante de Hubble  $H$  en uno de los términos, que corresponde a la velocidad de expansión del universo y el otro término corresponde a la componente radial de la velocidad peculiar  $v_p$ . La distancia  $r$  indica la separación entre dos posiciones<sup>13</sup>. Si se ubica a un observador en una de ellas, la velocidad radial de los objetos puede ser fácilmente obtenida mediante el desplazamiento de las líneas espectrales.

---

<sup>13</sup>La distancia está referida a un sistema de coordenadas fijo respecto a la expansión.

## 1.3. Redshift

Cuando se observan espectros de objetos lejanos se encuentra un desplazamiento de las líneas espectrales hacia longitudes de onda largas, conocido como redshift.

El redshift observado resulta de la combinación de dos fenómenos físicamente muy diferentes: el redshift cosmológico y el redshift por velocidad peculiar.

$$z = z_{\text{cosmológico}} + z_{\text{peculiar}} = z_c + z_p, \quad (1.15)$$

### ■ Redshift cosmológico

El redshift cosmológico es una manifestación de la variación del tamaño físico del Universo y se define como:

$$z_c = a(t_1)/a(t_0) - 1, \quad (1.16)$$

notar que si el Universo fuese estático o estable entonces el redshift sería nulo.

Resulta útil a los fines prácticos asociar el redshift cosmológico a una velocidad de recesión de las galaxias debida a un reflejo de la expansión general del universo.

$$cz_c = v_r, \quad (1.17)$$

de acuerdo a la ecuación 1.5 y teniendo en cuenta la definición de la constante de Hubble:

$$H(t) = \dot{a}(t)/a(t), \quad (1.18)$$

se obtiene la expresión:

$$v_r = Hr. \quad (1.19)$$

### ■ Redshift por velocidad peculiar

El redshift por velocidad peculiar  $z_p$  es una manifestación, por efecto Doppler, de las velocidades inducidas en las galaxias por interacciones gravitatorias con su entorno. Considerando que  $\lambda_1$  y  $\lambda_2$  son longitudes de onda observadas y emitidas, respectivamente, se define:

$$z_p = \frac{\lambda_1 - \lambda_2}{\lambda_2}, \quad (1.20)$$

Considerando una fuente luminosa que se está moviendo respecto al observador con velocidad  $v$  no relativista en la dirección radial, se puede reescribir la definición del redshift por velocidad peculiar en términos de  $v_r$  (Peebles, 1980):

$$z_p = v_r/c. \quad (1.21)$$

Para los objetos lejanos la mayor parte de redshift se debe a la expansión isotrópica, al redshift cosmológico, debido a que el término peculiar se va tornando cada vez menos importante en comparación con el cosmológico, que crece en forma proporcional a la distancia. Cuando observamos objetos cercanos ambos términos son comparables y, en general, el redshift por velocidad peculiar tiene un efecto significativo en los desplazamientos en las líneas espectrales de objetos en el universo cercano.

Reemplazando las expresiones para redshift cosmológico (ecuaciones 1.17 y 1.19) y para redshift por velocidad peculiar (ecuación 1.21) en la expresión del redshift (ecuación 1.15), ésta se puede reescribir como:

$$z = Hr/c + v_p/c. \quad (1.22)$$

La ecuación 1.22 muestra que la velocidad peculiar puede ser obtenida midiendo el redshift de un objeto a través de su espectro y, luego de haber estimado la distancia y adoptado un valor para la constante de Hubble, sustrayendo el redshift cosmológico.

De aquí notamos que para realizar un estudio directo de los campos de velocidades peculiares en la práctica es necesario tener un conocimiento de las distancias, o bien, es posible recurrir a métodos indirectos que permitan inferir propiedades dinámicas sin utilizar velocidades peculiares.

En este trabajo, con el objetivo de analizar velocidades peculiares en regiones subdensas, se utilizaron las velocidades peculiares (con sus tres componentes) de masa, halos y galaxias semianalíticas de simulaciones numéricas cosmológicas y las velocidades peculiares radiales de galaxias de catálogos sintéticos (capítulo 5). Asimismo, se ha recurrido a métodos indirectos para estudiar los campos de velocidades peculiares en regiones subdensas con datos de catálogos observacionales (capítulo 6).

## 1.4. Campos de velocidades peculiares

En esta sección se presenta la formulación matemática (Peebles, 1980) que fundamenta los modelos de expansión implementados en el capítulo 6, los cuales han sido utilizados con el propósito de estimar campos de velocidades peculiares a partir de fluctuaciones en la densidad de materia.

En los entornos a los centros de sobredensidades de masa, considerando un potencial  $\Phi$  y un sistema de coordenadas comóvil, a partir de la ecuación 1.12 y de  $\Phi$  se construye el lagrangeano  $L$ :

$$L = 1/2m(\dot{a}\mathbf{x} + a\dot{\mathbf{x}})^2 - m\Phi(\mathbf{x}, t). \quad (1.23)$$

Utilizando la velocidad peculiar  $\mathbf{v} = a\dot{\mathbf{x}}$ , las ecuaciones de Euler-Lagrange para  $L$  permiten encontrar:

$$d\mathbf{v}/dt + \mathbf{v}\dot{a}/a = -\nabla\Phi/a = \mathbf{g}, \quad (1.24)$$

donde  $\mathbf{g}$  es la aceleración peculiar.

Aplicando el teorema de Green a la ecuación 1.6 para encontrar la forma funcional del potencial se obtiene la expresión para la aceleración peculiar:

$$\mathbf{g} = \nabla\Phi/a = Ga \int d^3\mathbf{x}(\rho(\mathbf{x}) - \rho_b) \frac{\mathbf{x}' - \mathbf{x}}{|\mathbf{x}' - \mathbf{x}|^3}. \quad (1.25)$$

Ésto se puede expresar mediante el contraste de densidad  $\delta$ :

$$\mathbf{g} = Ga \int d^3\mathbf{x}\rho_b\delta(\mathbf{x}) \frac{\mathbf{x}' - \mathbf{x}}{|\mathbf{x}' - \mathbf{x}|^3}. \quad (1.26)$$

Mediante la hipótesis razonable de que la materia no se crea ni se destruye, se obtiene la ecuación de continuidad de la masa:

$$\nabla \cdot \mathbf{v} + d\delta/dt = 0. \quad (1.27)$$

El campo de velocidades peculiares se obtiene a partir de resolver las ecuaciones 1.24 y 1.27.

La solución para  $\mathbf{v}$  es:

$$\mathbf{v} = a \frac{d}{dt} \left( \frac{\mathbf{g}}{4\pi G\rho_b a} \right) + \frac{F(x)}{a}. \quad (1.28)$$

donde  $\nabla F(x) = 0$ .

Una forma conveniente de reescribir esta ecuación es:

$$\mathbf{v} = \frac{Hf\mathbf{g}}{4\pi G\rho_b} = \frac{2f\mathbf{g}}{3H\Omega}. \quad (1.29)$$

El factor  $f$  que aparece en la ecuación anterior puede expresarse en términos de  $\delta$  y  $a$ .

La expresión más utilizada para  $f$ , obtenida mediante aproximaciones analíticas consiste en una ley de potencias de  $\Omega$  (Peebles, 1976):

$$f = \Omega^{0.6} \quad (1.30)$$

Esta relación se utilizará en los modelos que describen los campos de velocidades peculiares en regiones subdensas (capítulo 6).

Finalmente, mediante la combinación de las ecuaciones 1.26 y 1.29, se tiene una expresión que muestra como los campos de velocidades peculiares se relacionan con parámetros locales, dados por las fluctuaciones en masa a escalas chicas, y con parámetros globales característicos del Universo como la densidad adimensional. A partir de estas expresiones, mediante la realización de algunas hipótesis acerca de la distribución de materia, o del potencial, se obtienen las expresiones que relacionan a los campos de velocidades peculiares en el entorno de regiones subdensas con la  $\delta$  en dichas regiones (Yahil, 1985). Estas expresiones serán utilizadas con el propósito de estimar o predecir velocidades peculiares (capítulo 6).

## Capítulo 2

# REGIONES SUBDENSAS Y VACÍOS

Se examinan las características generales de las regiones subdensas en la distribución de galaxias y su rol dominante en la configuración espacial de las estructuras a gran escala observadas. Se revisan modelos jerárquicos de agregación de estructuras relacionados con vacíos. Se otorga particular atención a los modelos jerárquicos basados en la formación y evolución de las regiones subdensas a gran escala. Se examina la evolución de vacíos, otorgando especial interés a la jerarquía de vacíos y su conexión con los campos de velocidades de expansión representativos de vacíos. Se repasan las propiedades fotométricas y espectroscópicas de galaxias en vacíos y regiones subdensas: luminosidades, colores, tipos morfológicos, actividad de formación estelar.

## 2.1. Vacíos

El estudio de los vacíos en la estructura a gran escala del Universo data de las últimas décadas del siglo pasado. A pesar de la corta historia de este área de investigación existen una gran variedad de definiciones de vacío, donde éstos pueden ser esféricos, con o sin superposiciones, o tener formas menos regulares, como esferoides o elipsoides con aspecto grumoso (Hoyle et al. 2002). Además, algunos autores no permiten la presencia de galaxias en los vacíos, en tanto que otros lo hacen, en algunos casos con restricciones en la propiedades de las galaxias, como por ejemplo la luminosidad o densidad local. A pesar de las discrepancias entre las distintas definiciones presentes en la literatura, la mayor parte de ellas coincide en que:

- (a) Los vacíos son regiones extremadamente subdensas donde los valores típicos para los contrastes de densidad son  $\delta \simeq -0,9$ . Sólo excepcionalmente se supera el valor  $\delta = -0,8$  en vacíos.
- (b) Las zonas centrales se caracterizan por poseer los valores mínimos para la densidad en los vacíos, los cuales son aproximadamente el 5 % de la densidad media.
- (c) Los vacíos tienen bordes pronunciados, en otras palabras: la densidad de galaxias se incrementa abruptamente en la frontera de los mismos. Los estudios de vacíos en simulaciones numéricas utilizando halos o partículas de materia oscura, muestran resultados similares.

Existe un acuerdo general acerca de la presencia de vacíos, tanto en los datos observacionales como en las simulaciones, no obstante un gran número de métodos diferentes han sido propuestos para buscarlos e identificarlos. Esta situación se ve potenciada por el creciente interés generado por los vacíos y el gran número de estudios, en la mayoría de los cuales se utilizan métodos y algoritmos propios para identificarlos. Estos algoritmos pueden estar basados en métodos tan desemejantes como la búsqueda de celdas espacialmente conectadas en un volumen dividido en cubos o la identificación visual de regiones extremadamente subdensas en una distribución de galaxias o masa.

### 2.1.1. Búsqueda e identificación de vacíos

Se presenta un breve resumen de los métodos de búsqueda e identificación de vacíos más utilizados en la literatura, desarrollados con el propósito ser

---

aplicados a las distribuciones de materia oscura en estudios puramente teóricos y en galaxias, tanto de catálogos observacionales como de simulaciones con modelos semianalíticos.

### **Métodos basados en distribuciones de materia oscura**

- Regiones subdensas de forma irregular en torno a mínimos locales de densidad:

El método, que fue implementado por Colberg et al. (2005), usa los mínimos locales del campo de densidades como los centros de proto-vacíos, los cuales deben tener densidades menores a una densidad máxima posible. Los proto-vacíos espacialmente conectados se fusionan dando origen a los vacíos. Notar que no se impone ningún tipo de restricción a la forma de los vacíos, no obstante éstos tienen formas esferoidales con pequeñas protuberancias.

- Celdas subdensas conectadas (Plionis & Basilakos, 2002; Shandarin et al., 2006):

El método puede aplicarse a distribuciones de partículas de materia oscura o distribuciones suavizadas de galaxias, las cuales se han dividido en pequeñas celdas cúbicas. Se identifica a las celdas con contrastes de densidad menores a un valor máximo permitido, denominadas celdas-vacíos. Las celdas-vacíos adyacentes unas con otras se conectan dando lugar a los vacíos. Por construcción, éstos no presentan superposiciones y pueden tener una forma arbitraria, que generalmente se parece a un elipsoide.

### **Métodos basados en distribuciones de galaxias y halos de materia oscura**

- Celdas subdensas (El-Ad & Piran, 1997; Benson et al., 2003; Hoyle et al., 2005):

El método se aplica en catálogos de galaxias limitados en volumen. Inicialmente, se clasifica a las galaxias en galaxias de vacíos o de paredes, dependiendo de la distancia al tercer vecino más cercano. Se divide el volumen en celdas cúbicas y se seleccionan las celdas que no contengan galaxias de paredes. En torno a cada una de las celdas seleccionadas se

---

construye una esfera, lo más grande posible, que no contenga galaxias de paredes. Finalmente se identifican los vacíos a partir de combinaciones de las esferas y éstos, luego de finalizado el proceso, no presentan formas esféricas.

- Regiones convexas (Kauffmann & Fairall, 1991; Muller et al., 2000; Arbabi-Bigdoli & Muller, 2002):

Este método puede aplicarse a distribuciones de galaxias y halos de materia oscura. Consiste en buscar regiones sin galaxias o halos y luego extenderlas con el propósito de que éstas tengan una forma aproximadamente esférica. El método funciona de la siguiente manera: Inicialmente busca regiones aproximadamente convexas, que no contengan objetos, en las distribuciones de galaxias o halos, estas regiones son los vacíos iniciales. Luego, se divide al volumen en celdas cúbicas y se marcan las celdas que contienen galaxias, se buscan los cubos de mayor tamaño, que no estén marcados y que hayan sido identificados como vacíos iniciales. Estos cubos son los vacíos identificados, y ocupan volúmenes comparables a los que ocupan los vacíos identificados por otros métodos.

La definición de vacío adoptada en los resultados pertinentes a este trabajo de tesis describe a los mismos como regiones esféricas con contraste de densidad ( $\delta$ ) negativo<sup>1</sup>, se ha utilizado la definición usual del contraste de densidad (ecuación 1.1):  $\delta = \rho/\bar{\rho} - 1$ , donde  $\rho$  representa a la densidad y  $\bar{\rho}$  a la densidad media. No obstante, la definición rigurosa de vacío adoptada será presentada en el capítulo 3, conjuntamente con la descripción detallada del método desarrollado para identificar a los vacíos. Con el propósito de prevenir posibles confusiones, cabe destacar que los vacíos definidos y utilizados como eje fundamental de estudio en este trabajo distan de ser entidades completamente despobladas de objetos, contrariamente a lo que la acepción acostumbrada del término vacío podría sugerir. Los vacíos representan una clase particular de región subdensa, éstas últimas están comunmente asociadas a regiones cuya densidad es menor a la densidad media, si bien todas las definiciones de vacío existentes satisfacen ésta proposición<sup>2</sup>, lo cual permite reconocerlas como re-

---

<sup>1</sup>En particular, se ha fijado el valor  $\delta = -0,9$  como límite superior en contraste de densidad, las motivaciones y justificaciones de esta elección son mencionadas en el capítulo 3.

<sup>2</sup>En general, las densidades medias en los vacíos obtenidas en los diferentes trabajos realizados al respecto no superan  $\delta \simeq -0,8$ , donde el valor característico de  $\delta$  varía con la definición, el método de búsqueda y los objetivos del estudio. Ver el capítulo 3 para mayores detalles.

giones subdensas, la recíproca es falsa.

El eje de este trabajo es el estudio de la dinámica de los vacíos, que esta relacionada con su evolución y con el papel de los mismos en un escenario jerárquico de formación de estructuras; la dinámica de los vacíos está vinculada además, a las propiedades de las galaxias en sus interiores y en regiones próximas a ellos.

Con la intención de establecer el contexto en que se desarrollará este trabajo, se revisan los resultados publicados en trabajos realizados que están referidos a los temas aquí tratados. Principalmente, se repasan los modelos que explican la evolución de las estructuras en términos de la expansión de los vacíos (a estos modelos los utilizamos para interpretar los resultados obtenidos e insertarlos en un contexto cosmológico), y se examinan los resultados de trabajos previos acerca de la evolución de vacíos en simulaciones.

Se revisan las propiedades conocidas de galaxias en vacíos y se presentan resultados de trabajos publicados acerca de dependencias de propiedades de galaxias con el medio. Los estudios que realizamos sobre esos temas, y que presentamos en la parte **IV** de este trabajo, se encuentran motivados, en parte, por los resultados expuestos en este capítulo.

### 2.1.2. Vacíos en relevamientos de galaxias

Las observaciones de la distribución de galaxias muestran que gran parte del Universo visible consiste en vacíos, enormes regiones del espacio prácticamente despobladas de galaxias brillantes. Aunque en los primeros relevamientos de galaxias se insinuaba la presencia de estas regiones subdensas, fue el descubrimiento del vacío Bootes (Kirshner et al, 1981, 1987), en particular, quien instauró a los vacíos como componentes fundamentales de la distribución de galaxias. La imagen de una estructura tipo esponja, conformando un arreglo de galaxias concentradas en paredes, filamentos y cúmulos rodeando a las grandes regiones vacías, cual burbujas en una esponja, fue comprobada con el advenimiento de relevamientos de redshifts en grandes volúmenes.

El primer relevamiento de galaxias que puso en evidencia la estructura cósmica fue el CfA-II slice (de Lapparent et al, 1986), también llamado la *porción del Universo* en alusión a su forma (panel pequeño en la figura 2.1) y su equivalente en el hemisferio sur (Da Costa et al. 1988; da Costa, 1992). La figura pone de manifiesto, muy claramente, la naturaleza *esponjosa* de la estructura en gran escala, caracterizada por grandes burbujas vacías y materia

---

en forma de grumos. Este fue, sin dudas, un descubrimiento revolucionario, el cuál generó gran publicidad y repercusiones en diversos ámbitos.

Algunos relevamientos anteriores, tales como el de la región Perseo-Piscis (Giovanelli & Haynes, 1985) o Coma-A1367 (Chincarini et al, 1983), revelaron estructuras notables en la distribución de galaxias, similares a las paredes, filamentos y regiones de baja densidad predichas por Zeldovich (Shandarin & Zeldovich, 1989; Zeldovich, 1970). Sin embargo, debido a que se trataba de regiones restringidas a un volumen pequeño en torno a los cúmulos de galaxias, no pudieron considerarse representativas del Universo. El CfA, si bien se encuentra centrado en un importante cúmulo de galaxias, Coma, cubre un volumen considerablemente mayor. Relevamientos posteriores confirmaron ampliamente las primeras impresiones acerca de la distribución de galaxias generadas por la porción del Universo del CfA. En los relevamientos de galaxias más extensos disponibles actualmente, 2dFGRS (Colles et al. 2003, ver la subsección 3.3.1 en la página 54 para una descripción del catálogo) representado por la imagen de mayor tamaño en la figura 2.1 y SDSS (Adelman-McCarthy et al. 2008, ver la subsección 3.3.3 en la página 62 para más información sobre del catálogo), la intrincada red cósmica de filamentos, paredes y cúmulos se despliega en todo su esplendor dejando en evidencia la preponderancia de las regiones de baja densidad.

---

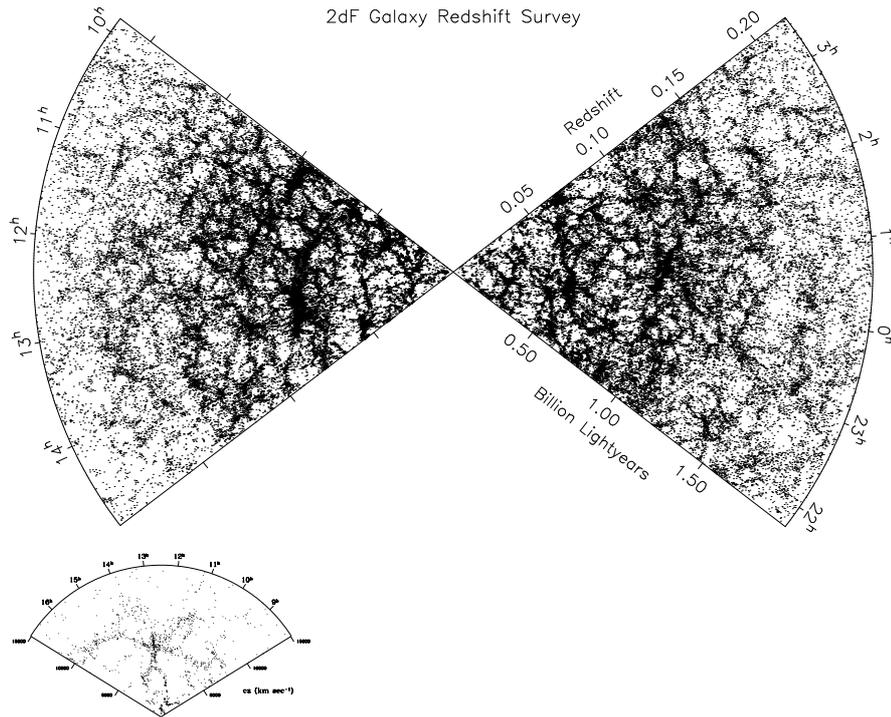


Figura 2.1: Distribuciones de galaxias en los relevamientos 2dFGRS y CfA (pequeño panel en el extremo inferior izquierdo)

## 2.2. Regiones subdensas

Mientras la mayor parte de la materia en el Universo se encuentra ligada formando estructuras virializadas, la fracción más importante del volumen es ocupado por extensas regiones subdensas. Estos vacíos son el componente dominante de la distribución de galaxias y masa a escalas de megaparsecs. En una descripción de la formación de estructuras basada en subdensidades, la materia situada entre dos vacíos expandiéndose, es comprimida dando origen a las paredes y filamentos en las intersecciones de los vacíos (Icke, 1984; van der Wyngaert, 1991, 2002). Esta representación fue corroborada por Regos & Geller (1991) y Dubinski et al. (1993) en simulaciones numéricas cosmológicas.

Más recientemente, estudios teóricos acerca de las características de los vacíos y su estructura circundante se han concentrado en diferentes y variados aspectos. Tal es el caso del modelo elaborado por van de Weyngaert en 2004 basado en la técnica desarrollada por Bond et al., 1991 (*excursion set approach*) para predecir tanto la distribución de radios de vacíos como la función de masa de halos en vacíos. Dicho modelo tiene en cuenta el hecho de que las propiedades de los vacíos dependen del tipo de halos utilizados para identificarlos (Gottlober et al., 2003 y referencias del artículo). Basándose en este

resultado, Patiri et al. (2006) proveen un esquema, el cual facilita una comparación entre las predicciones teóricas y la distribución de galaxias visibles pobladoras de halos. Además, teniendo en cuenta que la forma media de los vacíos es aproximadamente esférica, Ryden (1995) mostró que la distorsión en la forma aparente que muestran los vacíos en espacio de redshifts podía ser utilizada para medir el parámetro de deceleración del Universo  $q_0$ .

### 2.2.1. La estructura a gran escala trazada por vacíos

Se han propuesto un gran número de técnicas para describir la estructura a gran escala, pero estas involucran volúmenes de datos cada vez mayores y difíciles de manejar, de manera que se evidencia necesario implementar un nuevo método de tratar el problema. Conforme a nuestra impresión visual, la estructura a gran escala consiste en una intrincada trama dominada por vacíos, cúmulos y filamentos. Esto sugiere que, en lugar de considerar una muestra acotada de estadísticas, como las funciones de correlación, podría resultar ventajoso aislar las entidades que resaltan visualmente: regiones de baja densidad o vacíos, y examinarlas como estructuras individuales. Para ello se han, y se están desarrollando, diversos métodos, siendo uno de los más ampliamente utilizados la búsqueda e identificación de vacíos. Conjuntamente, se han formulado numerosos modelos de agregación (*clustering*) capaces de reproducir eficazmente la distribución de las estructuras observadas; algunos de ellos se fundamentan en regiones subdensas:

#### Modelos estadísticos de agregación

##### Modelos basados en las Teselaciones de Voronoi (*Voronoi Tessellations*)

Constituyen una herramienta eficaz para estudiar el clustering, básicamente consisten en un conjunto de semillas distribuidas al azar en torno a las cuales se construyen poliedros, los cuales definen las zonas de influencia de cada semilla. Los vértices definen, a su vez, un conjunto adicional de puntos distribuidos al azar. Para una discusión detallada del modelo y su aplicación en cosmología ver van de Weygaert (1991, 2002).

Las Teselaciones de Voronoi proveen un método viable para reproducir la distribución de galaxias observada, caracterizada por filamentos y paredes rodeando grandes regiones vacías. Se considera a las semillas originales como los centros de expansión de los vacíos cósmicos; descripciones basadas en este procedimiento se han convertido en modelos correctos para la formación de

---

estructuras a gran escala (van der Weygaert & Icke, 1989).

### Balian y Shaeffer

Modelan la evolución de medidas estadísticas. Seleccionaron la función de probabilidad de vacío<sup>3</sup>. Ésta puede ser generalizada con el propósito de describir la probabilidad de que un volumen  $V$  contenga 1, 2, ... o  $n$  galaxias. Balian y Shaeffer (1989) expresaron numerosas propiedades de la distribución de galaxias en términos de la VPF, en particular, el comportamiento jerárquico de la distribución de galaxias.

Las propiedades de escala de los vacíos como una prueba de la jerarquía de la formación de estructuras fue estudiada por Gaite & Manrubia (2002).

## Modelos dinámicos de clustering

### Zeldovich

La aproximación de Zeldovich (1970) del fluido cósmico puede considerarse un primer intento de describir la apariencia del Universo a gran escala en términos de estructuras referidas como estructuras planas (*pancakes*) y filamentos que rodean a extensas regiones subdensas. A través de esta aproximación, Zeldovich predijo estructuras en la distribución de galaxias que posteriormente fueron observadas.

### Estructuras planas y modelos de adhesión

El modelo de Zeldovich provee una imagen de los aspectos más sobresalientes de la probable evolución de las estructuras a gran escala y predice a la distribución de galaxias como consistente en estrechos filamentos rodeando a grandes regiones vacías. Este modelo, basado en considerar a las galaxias como partículas de prueba moviéndose en un campo gravitatorio sin modificarlo, tiene un problema de estabilidad: las estructuras desaparecen luego de formarse. Esto fue solucionado posteriormente haciendo que las partículas se *peguen* (Gurbatov, 1989; Kofman et al., 1992), dando origen a los modelos de adhesión.

### Jerarquía de vacíos (Seth & van der Weygaert, 2004)

---

<sup>3</sup>La función de probabilidad de vacío, *void probability function* (VPF), la cual especifica la probabilidad de que un volumen  $V$  no contenga puntos o galaxias, será tratada en mayor detalle en la sección A.2.

---

La evolución de la estructura cósmica es un proceso no lineal complejo, esencialmente gobernado por la gravedad. La simplicidad del mecanismo que rige la evolución, la atracción newtoniana clásica, en adición a una sencilla ley de escalado observada, sugiere que es posible comprender la organización de la estructura en gran escala. Una forma promisoría de encarar el tema consiste en los modelos de jerarquía de vacíos.

Los modelos de jerarquía de vacíos intentan describir la evolución de las estructuras a partir de dividir la estructura en elementos cuya evolución individual puede ser comprendida en términos de una configuración relativamente sencilla. El modelo se enfoca en las regiones subdensas que probablemente se conviertan en vacíos, o, eventualmente, estén embebidos en regiones tales que evolucionen hasta transformarse en sobredensidades<sup>4</sup>. El método muestra ser particularmente sólido a la hora de explicar como han evolucionado las estructuras a gran escala: considera a la evolución de la estructura a gran escala dominada por una jerarquía compleja de vacíos en expansión. Durante el proceso de expansión, la materia, que es empujada hacia el exterior, se va acumulando alrededor del vacío, donde se organiza en las estructuras observadas.

### 2.2.2. Dinámica de regiones subdensas

La distribución de materia a escalas cósmicas se asemeja a una esponja cuyos huecos están formados por vacíos aproximadamente esféricos en expansión. El origen dinámico de esta distribución ha sido reconocido por numerosos autores, en particular, en el contexto de análisis basados en una extrapolación de la aproximación de Zeldovich (Shandarin & Zeldovich, 1989) y su extensión, la aproximación de adhesión (Kofman, Pogosyan & Shandarin, 1990). El efecto dominante de la dinámica de las regiones subdensas en la distribución de materia en gran escala ha sido universalmente aceptado. Diversos trabajos en este sentido han sido llevados a cabo en simulaciones numéricas cosmológicas por van der Weygaert (1991); Bond, Kofman & Pogosyan (1996); Novikov, Colombi & Dore (2006). Estos estudios impulsaron los conceptos, notablemente ilustrativos, de *red cósmica* o *esqueleto cósmico*.

---

<sup>4</sup>Bajo algunas circunstancias, las regiones subdensas experimentan acreciones de la masa ubicada en el borde, durante las cuales se reduce su extensión, mientras se incrementa la masa, y finalmente se transforman en regiones sobredensas. Ésto depende, fundamentalmente, de las fluctuaciones de densidad en el entorno y se discutirá en profundidad en numerosos pasajes de este trabajo.

---

La dinámica de las regiones subdensas es, en esencia, opuesta al efecto de los picos de densidad, debido a que la gravedad local en esas regiones es menor a la gravedad media. Consecuentemente, la materia fluirá desde las regiones subdensas dirigiéndose hacia regiones de más alta densidad. Este rol dinámico fue examinado por Faber & Burstein (1988), quienes encontraron que las mediciones de los campos de velocidades peculiares utilizando galaxias cercanas podrían ser explicadas incluyendo la repulsión originada por el vacío local.

### 2.2.3. Evolución

Las dos propiedades evolutivas más sobresalientes de las regiones subdensas consisten en la expansión respecto al fondo de densidad homogéneo, en virtud de que estas regiones, evidentemente, poseen densidad negativa respecto a un campo subyacente uniforme, en contraste con el colapso característico de las regiones sobredensas; y además, los pequeños apartamientos de la esfericidad en la forma geométrica de las regiones subdensas disminuyen en tamaño en el transcurso del proceso de expansión. La tendencia de las regiones subdensas a tornarse más esféricas con el transcurso del tiempo fue detectado pioneramente en simulaciones numéricas por Centrella & Melot (1983) y en cálculos numéricos de la evolución de vacíos (Fujimoto, 1983; Bertschinger, 1985).

Una descripción exhaustiva de la evolución de vacíos en simulaciones numéricas es provista por Van der Weygaert & van Kampen (1993).

Con respecto a sus características morfológicas, las regiones de baja densidad son los objetos más convenientes para realizar una descripción exitosa de la estructura espacial cósmica, pues en este caso se cuenta con la ventaja de basar la caracterización de la estructura en una simetría esférica idealizada. Los vacíos son especialmente apropiados para desarrollar un modelo de evolución esférico, pese a que tienen su origen en perturbaciones negativas en el campo de densidad inicial, y estos mínimos en la densidad primordial, al igual que los máximos, no son esféricos (Bardeen et al, 1986). Sin embargo, en un marcado contraste con la evolución de los picos de densidad, los apartamientos a la esfericidad presentes en las perturbaciones negativas en la densidad del Universo primitivo, son rápidamente reducidos a medida que las perturbaciones se amplifican; en general, la evolución se produce hacia una estructura con geometría aproximadamente esférica (Icke, 1984). Adicionalmente, la estructura del campo de velocidades peculiares de un vacío de densidad uniforme es simple de imaginar: un observador en el interior observará un campo de

---

velocidades similar al campo Hubble.

La visualización de una distribución de materia organizada por vacíos expandiéndose es sumamente atractiva, implicando básicamente la extrapolación de las características de un vacío aislado a un conjunto de esferas no interactuantes en expansión. Sin embargo, esta formulación descarta uno de los aspectos fundamentales de la formación de estructuras: no existen los vacíos aislados. En consecuencia, deberán considerarse los efectos ocasionados por la distribución de materia en el entorno. La interacción del vacío con su entorno estará signada por su participación en el proceso jerárquico de formación de estructuras.

Las observaciones de la distribución de galaxias en el Universo sugieren que todo escenario posible de formación de estructuras cosmológicas implica una forma jerárquica del crecimiento de las estructuras. La formación de un objeto cualquiera involucra la fusión de toda la subestructura presente en su entorno, incluyendo los objetos a escala más pequeña que se han formado en una etapa anterior. Las subdensidades se organizan de manera análoga, en la evolución de un vacío, éste emerge como una estructura bien definida a través de la fusión y desintegración de su estructura interna, conjuntamente con la interacción con estructuras vecinas en un proceso continuo de agregación jerárquica de vacíos.

Con el propósito de estudiar la evolución de subdensidades Dubinski et al. (1993) utilizaron simulaciones numéricas cosmológicas, éstas mostraron que vacíos adyacentes colisionan, generando delgadas paredes y filamentos como consecuencia de la materia comprimida entre ellos. Además, encontraron que las velocidades radiales características de la expansión son atenuadas y los movimientos siguen, principalmente, la dirección de las paredes. Estos resultados fueron corroborados por van der Weygaert & van Kampen (1993).

Adicionalmente, la evolución de subdensidades en un escenario jerárquico no sólo implica la fusión de pequeños vacíos en otro mayor, comprende además la desaparición de pequeños vacíos que se encuentran embebidos en sobredensidades a gran escala (Seth & van der Weygaert, 2004). En contraste al proceso de formación de halos de materia oscura<sup>5</sup>, la jerarquía de vacíos involucra dos procesos, expansión y eventualmente, colapso.

### **Evolución y dinámica de vacíos aislados**

Las características más elementales de la evolución y dinámica de vacíos pueden ser comprendidas en términos de la evolución de subdensidades ais-

---

<sup>5</sup>El proceso de formación de halos está gobernado por el colapso de materia oscura.

ladas. El déficit de densidad respecto al valor uniforme de fondo, conlleva un cambio en el sentido de la gravedad efectiva: un vacío genera una región donde se induce una gravedad efectiva peculiar *repulsiva*.

Las regiones sobredensas se expanden a una velocidad menor que la expansión cosmológica hasta alcanzar un tamaño máximo a partir del cual se revierte el proceso y comienza el colapso gravitatorio. Las regiones subdensas en contraste, continúan expandiéndose<sup>6</sup>, aún considerando la acumulación de materia en los bordes en virtud de la expansión. Las características generales del proceso de expansión pueden analizarse en términos de la evolución de una perturbación esféricamente simétrica y aislada en un fondo de densidad uniforme. La simetría esférica conlleva una valiosa simplificación del tratamiento analítico, puesto que se puede describir el proceso de expansión en términos de una variable, con la consiguiente simplificación del análisis del modelo y la interpretación de los resultados.

Las propiedades principales que caracterizan la evolución de regiones subdensas pueden resumirse en:

- Los vacíos se expanden, en contraste a las regiones sobredensas.
- La densidad de materia en el interior de los vacíos decrece a consecuencia de la expansión.
- La morfología de las regiones subdensas evoluciona hacia formas cada vez más esféricas y las estructuras interiores se desarman.
- El campo de velocidades peculiares en las regiones internas de los vacíos es divergente y tiene simetría radial, se lo puede representar como un pequeño Universo con una constante tipo Hubble característica <sup>7</sup> (Seth & van der Weygaert, 2004).
- La velocidad de expansión tiene un máximo cerca del radio del vacío, a partir del cual decrece gradualmente en la región exterior.
- La materia que se acumula en el borde de los vacíos proveniente del interior da origen a un anillo circundante que, eventualmente, puede superar en densidad al entorno (exterior al vacío).

---

<sup>6</sup>La expansión indefinida de una región subdensa sólo es válida en el caso de un único vacío en un fondo de densidad uniforme.

<sup>7</sup>Esto es estrictamente válido en el caso de un vacío asilado.

---

En la consiguiente imagen del Universo la materia, aglomerada en pequeños volúmenes, se acumula en paredes, filamentos y cúmulos cuya configuración espacial es gobernada por la creciente extensión de las regiones subdensas.

### 2.3. Vacíos en la distribución de galaxias

Los vacíos pueden pensarse como grandes volúmenes con muy baja densidad, de galaxias o masa, rodeados por las paredes y filamentos de la red cósmica. Entre los primeros en realizar una detección rigurosa de estos objetos se cuentan Kirshner et al. (1981) y Geller & Huchra (1989). Poco después de este descubrimiento Einasto, Einasto & Gramann (1989) estimaron el tamaño de los vacíos en diferentes muestras de galaxias provenientes de relevamientos de redshifts y además, cotejaron sus resultados con simulaciones numéricas. Las características de los vacíos en la distribución de galaxias, tales como la distribución de probabilidad de vacío, fueron estudiadas por Vogeley et al. (1994), Ghigna et al. (1996) y Muller et al. (2000); en tanto que la fracción de volumen del Universo ocupado por vacíos, el cual se encontró que asciende a aproximadamente el 50 %, fue medido por El-Ad & Piran (1997, 2000), Plionis & Basilakos (2002) y Hoyle & Vogeley (2002). Una detallada compilación de los trabajos observacionales dedicados a vacíos fue presentada por Peebles (2001).

Desde el punto de vista observacional, la posibilidad de realizar estudios estadísticos de precisión acerca de vacíos usando datos observacionales se ha concretado muy recientemente, con el advenimiento de los grandes catálogos de galaxias. Se citan por ejemplo, el trabajo de Croton et al. (2004) donde, a partir de los datos del 2-degree Galaxy Redshift Survey (2dFGRS, Colles et al. 2003), se realiza la medición de la función de probabilidad de vacío reducida (RVPF)<sup>8</sup>, la cual conecta la función de probabilidad de vacío con los momentos de órdenes más altos de la distribución de galaxias. Por otra parte, este relevamiento de galaxias posibilitó el estudio de la población de galaxias en el interior de los vacíos. El Sloan Digital Sky Survey (SDSS, Abazajian et al. 2003) fue utilizado por Hoyle y colaboradores (2003) para estudiar la función de luminosidad de galaxias en vacíos, estableciendo un límite superior para el contraste de densidad en la posición de cada galaxia seleccionada igual a  $\delta = -0.6$ . Se encontró que las galaxias en los vacíos son más débiles, no

---

<sup>8</sup>La función probabilidad de vacío reducida cuantifica la razón entre la función probabilidad de vacío correspondiente a una distribución arbitraria respecto a una aleatoria, (sección A.2, página 183).

---

obstante el extremo débil de la función de luminosidad de galaxias en vacíos es consistente con el de las galaxias en regiones más densas. El SDSS también fue utilizado por Goldberg y colaboradores (2004) para estudiar la función de masa de galaxias satisfaciendo la misma condición en el contraste de densidad requerida por Hoyle y colaboradores, encontrándose que las galaxias en los vacíos pueden considerarse trazadores no sesgados de la masa.

## 2.4. Galaxias en vacíos

La existencia de galaxias en los interiores de las regiones subdensas supone un desafío para un escenario de formación de estructuras gobernado por la gravedad, donde los objetos pequeños se desarrollan inicialmente mientras que, las mayores estructuras surgen en última instancia. En este marco, los vacíos se originan como fruto de la expansión de regiones con fluctuaciones negativas en el campo de densidad inicial del Universo. Los modelos teóricos y las simulaciones numéricas cosmológicas sugieren que la materia fluye del interior de los vacíos y se concentra en delgadas cáscaras en los contornos o fronteras de estas regiones subdensas. Si bien los perfiles de densidad de galaxias presentan un crecimiento abrupto en las fronteras de los vacíos y se ha obtenido evidencia de que los vacíos se encuentran rodeados de cúmulos y asociaciones de galaxias, la expansión de los vacíos no se había detectado observacionalmente. En el capítulo 6 nos ocuparemos de este asunto.

La mayor parte de los modelos de formación de vacíos se han concentrado en la dinámica global de las partículas y halos de materia oscura, en contraste, sólo una pequeña cantidad se han dedicado a examinar el colapso de los halos y la formación de galaxias en vacíos. Dekel & Silk (1986) propusieron la presencia de una población de galaxias enanas de baja luminosidad en el interior de los vacíos. Los intentos más antiguos de localizar galaxias en las regiones subdensas datan de la época del descubrimiento de los vacíos; un resumen completo de estos primeros pasos en el estudio de galaxias en vacíos puede ser consultado en Lindner et al. (1996). Las líneas de emisión de galaxias en vacíos cercanos revelan que la mayoría de estas galaxias se ubican cerca de los bordes, alejadas de las regiones más internas. Numerosos proyectos han procurado sin éxito, detectar una población de galaxias enanas distribuidas en el interior de los vacíos (Sabatini et al., 2003, 2005; Roberts et al. 2004). La falta de información evidente respecto al extremo débil de la función de luminosidad de las galaxias enanas impide la realización de predicciones confiables acerca de su abundancia en regiones subdensas.

---

### 2.4.1. Propiedades de galaxias en vacíos

La variación de las propiedades de las galaxias con el medio es fundamental a los efectos de comprender la evolución y formación de las galaxias. La relación morfología-densidad, en otras palabras, la tendencia de las galaxias elípticas a residir en cúmulos y de las espirales en el campo, fue dada a conocer por Dressler (1980) y subsecuentemente confirmada por numerosos autores, ver por ejemplo Postman & Geller (1984), Zabludoff & Mulchaey (1998). Durante los últimos años se ha dedicado considerable esfuerzo con el fin de intentar extender esta dependencia con el medio a regiones de baja densidad, en particular a las regiones subdensas en extremo como los vacíos, cuyas densidades respecto a la media varían en el rango  $[0, 0.1]$ .

#### Formación estelar

La presencia de una fuerte dependencia de la actividad de formación estelar con el entorno local es encontrada en diversos trabajos. Las galaxias con actividad de formación estelar intensa se sitúan preferentemente en regiones de baja densidad, en tanto que, galaxias con bajas tasas de formación estelar son corrientemente encontradas en regiones de alta densidad (Dressler, Thompson & Schectman, 1985; Couch & Sharples, 1987; Balogh et al., 2002). Recientemente, fue posible examinar esta dependencia en los ambientes de menor densidad. Grogin & Geller (2000), quienes exploraron la relación entre densidad local y tasa de formación estelar utilizando una muestra de galaxias con contraste de densidad  $\delta\rho/\rho < -0,5$ , encontraron líneas de emisión  $H\alpha$  más intensas en galaxias con densidad local baja, en comparación con medios de mayor densidad. Balogh et al (2004) analizó la intensidad de  $H\alpha$  en una gran variedad de medios, desde grupos de galaxias a regiones de bajas densidades, confirmando que la intensidad de la línea aumenta con la disminución de la densidad local. La vinculación entre la actividad de formación estelar y la relación morfología-densidad fue estudiada por Gomez et al. (2003). Los resultados indican que las galaxias de tipo tardío, las cuales fueron clasificadas mediante el índice de concentración<sup>9</sup>, presentan mayores tasas de formación estelar en medios de baja densidad respecto a galaxias en ambientes de alta densidad.

Se han analizado indicadores de la actividad de formación estelar en medios extremadamente subdensos (con fluctuaciones en densidad menores a  $\delta = -0,9$ ), comprobándose que las líneas de emisión de galaxias en vacíos

---

<sup>9</sup>El índice de concentración, el cual se definirá en un apartado posterior de la presente subsección, esta estrechamente vinculado al tipo morfológico.

presentan mayor intensidad que en las galaxias de campo, independientemente de la profundidad de la muestra y de la luminosidad de las galaxias (Rojas et al., 2004).

### **Función de luminosidad**

Se ha intentado detectar y aislar galaxias brillantes en vacíos cercanos con la finalidad de estudiar sus propiedades; sin embargo, recién a partir de la aparición de grandes catálogos de galaxias de la talla de 2dFGRS y Sloan Digital Sky Survey, ha sido posible la realización de análisis más completos de la dependencia de la función de luminosidad de las galaxias con el medio que las rodea.

La importancia de realizar determinaciones precisas de la función de luminosidad de galaxias en vacíos radica en su papel decisivo acerca de resolver discrepancias entre resultados teóricos y observaciones. Los modelos de materia oscura fría predicen la presencia de halos de baja masa en vacíos (Dekel & Silk, 1986; Hoffman, Silk & Wyse, 1993). Si los halos contuviesen galaxias enanas se debería observar una pendiente abrupta en el extremo débil de la función de luminosidad de estas galaxias. Sin embargo, las compilaciones de galaxias enanas indican que ellas trazan las mismas estructuras subyacentes que las galaxias normales y en adición, las observaciones dedicadas a registrar regiones subdensas no han sido capaces de detectar una población significativa de galaxias débiles (Binggelli, 1989).

Por otro lado, las galaxias en vacíos han sido estudiadas en simulaciones cosmológicas de materia oscura fría con constante cosmológica a las que se les aplicaron modelos semianalíticos de formación de galaxias. Utilizando simulaciones cosmológicas de alta resolución, Mathis & White (2002) construyeron catálogos sintéticos de galaxias, a las cuales les determinaron la función de luminosidad y su dependencia con la densidad en el entorno. Encontraron que no hay galaxias con luminosidad sobresaliente en vacíos, y además, la pendiente de la función de luminosidad no varía significativamente con el medio. Sin embargo, las pendientes de la función de luminosidad de galaxias en regiones de baja densidad son más pronunciadas que en ambientes de mayor densidad. Estos autores argumentan que, si la función de luminosidad de galaxias en vacíos tuviese una pendiente pronunciada, los vacíos deberían estar poblados por galaxias enanas débiles, no obstante, este no parece ser el caso, ya que las observaciones no sugieren un exceso de estas galaxias en vacíos. Las simulaciones muestran que todos los tipos de galaxias se apartan de las mismas regiones, de manera que ninguna clase particular de galaxias parece poblar los vacíos.

---

Hoyle et al. (2003), estudiaron la función de luminosidad de galaxias en vacíos en el catálogo SDSS, y concluyen que las galaxias en vacíos tienen características similares a las galaxias en medios más densos. Adicionalmente, encuentran que estas galaxias son más débiles y azules, tienen formas achatadas (tipo disco) y tasas de formación estelar altas, rasgos que atribuyen a un proceso evolutivo más lento que en regiones de mayor densidad. No obstante, no encuentran indicios de una población característica de vacíos, dominada por galaxias enanas.

Estudios posteriores en SDSS, sostienen que la función de luminosidad en vacíos muestra una tendencia a tener una pendiente más pronunciada a altas luminosidades, sin embargo, este comportamiento no se repite en el rango de luminosidades bajas (Croton et al., 2005).

## Colores

Las relaciones entre tipos de galaxias, colores y luminosidad con la densidad local han sido ampliamente comprobadas y analizadas (Dressler, 1980; Baldry et al., 2004; Blanton et al., 2002). Las galaxias brillantes rojas tienden a encontrarse en cúmulos y preferentemente son elípticas, en contraste, las galaxias azules débiles se ubican con mayor frecuencia en el campo y presentan formas más achatadas. Estas correspondencias, combinadas con la baja probabilidad de interacciones entre las galaxias en regiones de baja densidad, sugieren que las galaxias en vacíos se caracterizarán por una tendencia a ser débiles, azules y poco masivas, con alta actividad de formación estelar.

Rojas et al. (2004), analizó el comportamiento de los colores  $u-r$  y  $g-r$  en muestras limitadas en volumen de galaxias pobladoras de vacíos y del campo, utilizando el catálogo SDSS y considerando muestras lejanas y cercanas (en el espacio de redshift), brillantes y débiles. De acuerdo a sus resultados las galaxias en vacíos son, en promedio, más azules que sus contrapartes en el campo, para todos los colores y muestras. En particular, para las muestras distantes las diferencias en los valores medios de los colores para vacíos y campo son mayores que en los casos cercanos.

## Morfología

- Índice de concentración

El índice de concentración ( $IC$ ) permite caracterizar propiedades morfológicas de galaxias y se lo define como la razón entre  $r_{90}$  y  $r_{50}$ . Estos

---

parámetros corresponden a los radios a los cuales los flujos integrados son iguales al 90 % y al 50 % del flujo de Petrosian ( $IC = r_{90}/r_{50}$ ). Los valores altos de  $IC$  están asociados a galaxias relativamente difusas, en tanto que los valores pequeños corresponden a galaxias altamente concentradas. El índice de concentración está estrechamente vinculado al tipo morfológico: las galaxias espirales se distinguen por tener índices de concentración pequeños ( $IC < 2,5$ ), mientras los índices de concentración mayores son típicos de las elípticas ( $IC > 2,5$ ) (Strateva et al., 2001).

La distribución del  $IC$  de galaxias en vacíos fue analizada por Rojas et al. (2004), considerando muestras extraídas del SDSS. Las galaxias cercanas pobladoras de vacíos son indistinguibles de las de campo en cuanto a sus índices de concentración, en tanto que, en las muestras lejanas y luminosas las galaxias en vacíos tienen, en promedio, índices de concentración significativamente menores que en el campo.

- Índice de Sérsic

El índice de Sérsic (Sérsic, 1968) provee información acerca de la morfología de las galaxias y se obtiene mediante el ajuste, al perfil de brillo superficial, de la forma funcional  $I(r) = I_0 \exp(-r^{1/n})$  donde  $n$  se denota *índice de Sérsic*. Un perfil puramente exponencial estará caracterizado por  $n = 1$ , mientras  $n = 4$  es análogo al perfil de Vaucouleurs. Los análisis de perfiles de brillo superficial indican una tendencia a encontrar galaxias de tipos más tardíos en vacíos en comparación con el campo. Las confrontaciones de los índices de Sérsic de galaxias distantes en vacíos y campo, discriminando altas y bajas luminosidades, sugieren que es muy poco probable que ambas poblaciones compartan el mismo origen.

En general, las propiedades observacionales, espectroscópicas y fotométricas, de los vacíos son consistentes con las predicciones de los modelos semianalíticos de formación de estructuras (Benson et al., 2003) y con escenarios de formación donde la evolución está dominada por interacciones entre galaxias. Las galaxias pobladoras de vacíos, que fueron modeladas de esta manera, presentan colores más azules, formas más achatadas y mayores tasas de formación estelar, que los objetos en regiones densas. Las diferencias entre las características de galaxias en vacíos y campo pueden ser interpretadas como consecuencia del desplazamiento de la función de masa de los halos de materia oscura en vacíos hacia valores más bajos.

Motivados por los resultados previos nos proponemos examinar la expansión de los vacíos en un contexto cosmológico, utilizando catálogos de galaxias, conjuntamente con simulaciones. La metodología a utilizar consiste en dos técnicas independientes, la primera se realiza mediante un procedimiento directo: el cálculo estadístico de promedios de velocidades peculiares en los entornos a vacíos considerando simetría esférica, de manera tal que las velocidades de expansión sólo dependen de la distancia a los centros de los vacíos. La segunda, comprende procedimientos más complejos: requiere la aplicación de un modelo e hipótesis previas acerca del modelo cosmológico adoptado.

Nuestros objetivos también comprenden el estudio de los efectos que la evolución de los vacíos podría tener en las propiedades de las galaxias, en este caso se aplican métodos estadísticos que consisten en el cálculo de fracciones, dispersiones y promedios.

Los capítulos siguientes contienen los resultados obtenidos como parte de este trabajo de tesis, los cuales están organizados de la manera detallada a continuación:

En el capítulo 3 se describe el algoritmo de identificación de vacíos, que desarrollamos para éste fin y aplicamos a las distribuciones de partículas, halos de materia oscura y galaxias semianalíticas de una simulación numérica; como así también a catálogos sintéticos y observacionales. Los vacíos que identificamos en este capítulo serán los que utilizemos para obtener los resultados del resto de la tesis, con la única excepción del apéndice A.

En el capítulo 4 se examinan las distribuciones de los objetos en los vacíos y su entorno. Con el propósito de realizar esto utilizamos herramientas estadísticas, específicamente, calculamos las funciones de correlación cruzadas vacío-objeto y los perfiles de densidad en simulaciones, catálogos sintéticos y observacionales.

En el capítulo 5 se estudia la evolución de los vacíos. Para llevar a cabo este objetivo calculamos los valores medios de las velocidades peculiares en los vacíos y su entorno (en función de la distancia a los centros de éstos), para todos los casos en que dispongamos de datos de velocidades peculiares. Además determinamos las dispersiones de velocidades peculiares de galaxias en vacíos mediante cálculo directo, en todos los casos posibles.

En el capítulo 6 se predice la expansión de los vacíos a partir de fluctuaciones de densidad. Para concretar esto introdujimos valores de  $\delta$  negativos en un modelo que proporciona las velocidades peculiares inducidas por  $\delta$  positivas.

---

En el capítulo 7 se analizan las propiedades de las galaxias en los vacíos con datos observacionales. Para realizar ésto calculamos las fracciones de galaxias de distinto tipo espectral en función de la distancia a los centros de los vacíos.

En el capítulo 8 se analiza el efecto del medio global en las propiedades de las galaxias, utilizando exclusivamente datos observacionales. Con el propósito de llevar a cabo este análisis descontamos el efecto del medio local mediante la selección de galaxias en el mismo rango de densidad local y luminosidad, en regiones subdensas a gran escala y en el campo. Luego, comparamos las distribuciones de colores y parámetros relacionados con la actividad de formación estelar de galaxias obtenidas en ambas regiones.

En el capítulo 9 se presenta un resumen de los principales resultados obtenidos y una discusión de los mismos en el contexto de la formación de las estructuras en el Universo.

En el apéndice A analizamos el efecto del ruido estadístico en la estadística de vacío. Para hacer esto comparamos los resultados de la función de probabilidad de vacío para muestras de distinta densidad, que obtenemos diluyendo el número de partículas en simulaciones.



Parte II

**VACÍOS**



## Capítulo 3

# IDENTIFICACIÓN Y PROPIEDADES ESPACIALES DE VACÍOS

Se estudian las propiedades estadísticas de vacíos seleccionados a partir de la distribución de masa, halos y galaxias, con el objetivo de explorar los sesgos sistemáticos entre las diferentes poblaciones de vacíos: masa, halos y galaxias. Se desarrolla un algoritmo de búsqueda de vacíos capaz de identificar regiones subdensas en simulaciones numéricas y en catálogos de galaxias afectados por funciones de selección radiales y angulares. Se dispuso de un conjunto integral de datos; compuesto por una simulación cosmológica  $\Lambda$ CDM poblada con galaxias mediante el modelo semianalítico de formación de galaxias GALFORM, se contó además con los catálogos de galaxias 2dFGRS y SDSS y con catálogos sintéticos derivados de estos, a los cuales se les aplicó el algoritmo de identificación con el objetivo de generar catálogos de vacíos. Se confrontan las propiedades de los vacíos identificados con distintos trazadores en la simulación y se examinan los efectos de realizar la identificación en espacio de redshift. Este capítulo contiene parte de los resultados publicados en Padilla, Ceccarelli & Lambas (2005) y Ceccarelli et al. (2006b).

Uno de los principales dilemas que se presentan al tratar con vacíos consiste en que no se dispone de una definición comúnmente aceptada de *vacío*. En ocasiones, *vacíos* hace referencia a objetos bastante diferentes, dependiendo de los objetivos del trabajo, de la clase de objetos en cuya distribución espacial se buscarán los vacíos y de las características de la muestra. Algunas definiciones aplicadas en distribuciones de galaxias establecen que los vacíos consisten en regiones irregulares con baja densidad de galaxias<sup>1</sup> (El-Ad & Piran, 1997; Hoyle & Vogeley, 2002).

Otra definición usual es considerar vacíos a las esferas de mayor tamaño en tanto cumplan algún conjunto de condiciones (Otto et al., 1986; Einasto & Gramann, 1989; Patiri et al. 2006). Las condiciones requeridas para considerar vacío a una esfera dependen de los criterios del autor del trabajo, sin embargo en la mayor parte de los casos están relacionadas con la densidad en el interior de la misma. La definición de vacío adoptada será determinante a los fines de desarrollar un método de búsqueda y selección de vacíos.

### 3.1. Búsqueda de vacíos

Existen numerosos métodos desarrollados con el propósito de identificar vacíos individuales en los trabajos publicados en la literatura especializada (en la subsección 2.1.1, página 20, se proporciona un breve resumen de los más difundidos). Estos métodos cuentan con diversas aplicaciones en distribuciones de materia oscura y una gran variedad de relevamientos de galaxias, basados en diferentes criterios de definición de vacíos y técnicas de selección. Una técnica muy difundida aplicada en simulaciones, radica en la determinación de los mínimos locales de densidad en un volumen dividido en cubos pequeños, posteriormente, en el entorno a cada uno de esos mínimos se sitúan esferas de forma tal que ocupen todo el volumen subdenso (Einasto et al., 1989; Kauffman & Fairall, 1991; El-Ad & Piran, 1997; Aikio & Mahonen, 1998; Gottloberg et al., 2003; Coldberg et al. 2004). El-Ad & Piran (1997) y Hoyle & Vogeley (2002) implementaron un algoritmo basado en la búsqueda de regiones de forma arbitraria delimitadas por un tipo especial de galaxias de borde, previamente definidas por estos autores. La selección de galaxias de borde y de campo, se realiza adoptando un criterio exclusivamente dependiente de la distribución de galaxias, en consecuencia, es posible encontrar vacíos poblados por galaxias extremadamente brillantes.

---

<sup>1</sup>Siempre que se hable de vacío se esta haciendo referencia a una región extremadamente subdensa, con  $\delta \lesssim -0,9$ .

---

Además de proveer un espectro de tamaños de los vacíos, los algoritmos de detección posibilitan la determinación precisa de las posiciones y límites de los mismos.

### 3.1.1. Algoritmo de identificación de vacíos

El concepto de vacío es extremadamente sencillo de comprender intuitivamente, no obstante, la construcción de un algoritmo apropiado para identificar estas estructuras requiere una definición rigurosa del concepto de vacío.

En este trabajo de tesis, un vacío es definido como el mayor volumen esférico dentro del cual la densidad de objetos está situada por debajo de un valor crítico. La elección de formas esféricas para los vacíos está respaldada por resultados obtenidos en simulaciones numéricas, donde se encuentra que los vacíos son aproximadamente esféricos tal como se describe en la subsección 2.2.3 (página 29) y en las referencias allí citadas. De acuerdo a lo mencionado en el apéndice A<sup>2</sup> (página 181), son los contrastes de densidad<sup>3</sup>, y no las densidades absolutas, las que determinan la localización y existencia de las subdensidades de manera independiente de la densidad de la muestra con la que se esté trabajando. Por este motivo, se establece que los vacíos deberán estar caracterizados por contrastes de densidad menores a  $\delta_{max}$ , para el cual se adoptó el valor  $\delta_{max} = -0,9$ . Aunque la elección de  $\delta_{max}$  es una decisión arbitraria, se fundamenta en que este valor es el que muestra mayor similitud con las densidades de los vacíos identificados en otros trabajos, permitiendo la realización de comparaciones más precisas.

En síntesis, se llamarán vacíos las regiones esféricas máximas<sup>4</sup> dentro de las cuales se cumpla  $\delta < \delta_{max} = -0,9$ .

Las simetrías intrínsecas de los vacíos identificados por el algoritmo implementado en este trabajo<sup>5</sup> resultan particularmente convenientes para nuestros propósitos de analizar características dinámicas y propiedades de galaxias en relación a las separaciones de los centros de vacíos.

---

<sup>2</sup>En el apéndice A se analizan los efectos del ruido estadístico en la estadística de vacío.

<sup>3</sup>Se computan las densidades respecto al valor medio de los datos utilizados: densidad media de partículas, halos de materia oscura y galaxias semianalíticas, según corresponda y densidad media de galaxias en catálogos. En este último caso, deben contemplarse con especial cuidado los sesgos y la completitud del catálogo punto a punto.

<sup>4</sup>Ésto es: dada una posición para el centro de la esfera, la máxima será la que ocupe el volumen mayor.

<sup>5</sup>Como se explicará a continuación se seleccionan vacíos esféricamente simétricos, de acuerdo a la definición adoptada en este trabajo.

---

En este trabajo se desarrolló un algoritmo propio capaz de buscar y seleccionar vacíos eficientemente en distribuciones de objetos, con el propósito de aplicarlo en simulaciones y catálogos de galaxias<sup>6</sup>. La utilización del mismo método de búsqueda y selección de vacíos en las distintas distribuciones permite examinar posibles sesgos entre los vacíos en las distribuciones de masa, halos y galaxias<sup>7</sup>.

El algoritmo consta de las siguientes etapas:

- Inicialmente, se genera un gran número de posiciones aleatorias para candidatos a centros de vacíos. Estas posiciones aleatorias son distribuidas a través de todo el volumen ocupado por la distribución de objetos  $V_t$ . Notar que la eficiencia del algoritmo está parcialmente determinada por la densidad de los centros aleatorios. Mientras mayor es el número de posiciones aleatorias, mayor es la precisión en la determinación del centro del vacío. En consecuencia, durante el proceso de identificación de vacíos se determina el número de candidatos a centros, de forma tal que la distancia media entre centros sea menor que la distancia media entre objetos. Adicionalmente, en todos los casos aquí tratados, se utiliza el mayor número posible de centros dentro de nuestros límites computacionales.
- Para todas las posiciones aleatorias se consideran esferas con radio variando desde  $r_{min}$  hasta  $r_{max}$  (cada posición aleatoria es el centro de una esfera cuyo radio se incrementa desde  $r_{min}$  hasta  $r_{max}$ ). Debido a que, por definición,  $r_{min}$  establece un límite inferior para el valor de los radios de los vacíos identificados, debe elegirse cuidadosamente un valor apropiado para este parámetro<sup>8</sup>.
- El contraste de densidad ( $\delta_{ob}$ ) es medido para cada esfera. Llegado a este punto, el algoritmo determina la densidad dentro de cada esfera en función del radio y el valor obtenido es comparado con el valor máximo permitido,  $\delta_{max}$ <sup>9</sup> (ésto posibilita numerosos candidatos asociados a cada

---

<sup>6</sup>Debido a las diferentes densidades numéricas de las distribuciones utilizadas (partículas de materia oscura, halos y galaxias) se dedicó especial cuidado a la construcción del algoritmo con el fin de que éste sea apto para identificar vacíos en todas ellas.

<sup>7</sup>Los vacíos identificados estarán afectados de similar manera por el algoritmo, luego, las diferencias en las propiedades entre ellos podrán ser atribuidas a diferencias en las distribuciones de partículas de materia oscura, halos y galaxias.

<sup>8</sup>Si existen vacíos con radios menores a  $r_{min}$  el algoritmo no los detectará.

<sup>9</sup>Se recuerda que  $\delta_{max}$  es un parámetro arbitrario en el programa informático que implementa el algoritmo de identificación de vacíos desarrollado en este trabajo, cuyo valor se ha fijado en  $\delta_{max} = -0,9$ .

---

centro, todos con diferentes radios). Todas las esferas que satisfacen la condición  $\delta_{ob} < \delta_{max}$  son consideradas esferas subdensas y son seleccionadas como candidatos a vacíos.

- En este momento es aún posible que muchos candidatos a vacío compartan el mismo centro teniendo diferentes radios. En tales situaciones, sólo la esfera de mayor tamaño es, en todos los casos, conservada.
- Finalmente, una vez que las esferas subdensas han sido seleccionadas, se determinan las esferas subdensas que representan vacíos. Con el objeto de realizar dicha determinación, se consideran tres casos: si existe una esfera sin ningún tipo de superposiciones, esta esfera es un vacío. Si existe una esfera en el interior de otra de mayor tamaño, la esfera menor es removida. En el caso de tener dos o más esferas superpuestas, son removidas todas ellas y la única en ser conservada y considerada un vacío es la esfera subdensa de mayor tamaño, la cual debe contener a las otras.

La naturaleza del algoritmo de identificación hace que los vacíos de tamaños comparables en posiciones similares sean reemplazadas por un vacío más grande el cual, naturalmente, ocupa el volumen de todos los vacíos más pequeños juntos.

Se han realizado numerosos exámenes al algoritmo de identificación de vacíos con el objeto de comprobar su solidez, utilizando la simulación numérica descrita en la subsección siguiente (subsección 3.2.1). Se ha variado el límite superior en densidad  $\delta_{max}$  hasta  $\delta_{max} = -0,6$  y se encontró que los resultados generales no son afectados significativamente. La principal diferencia reside en la aparición de grandes vacíos espurios con radios ( $r_{void} > 30\text{Mpc h}^{-1}$ ).

Se ha chequeado además, que la remoción de esferas superpuestas no afecta significativamente los valores medios de los resultados estadísticos obtenidos en este trabajo. Con este fin, por ejemplo, se permitió la existencia de vacíos en los interiores de otros vacíos de mayor tamaño. No obstante, reviste importancia notar que, al considerar este efecto en el cálculo de errores, debido a la existencia de diversos vacíos ligeramente descentrados representando un único vacío real en la simulación, el tamaño de los errores estadísticos decrece artificialmente.

Se ha explorado el impacto del ruido estadístico en el proceso de identificación. Con el propósito de hacer esto, se seleccionó 1/100avo del total de partículas de materia oscura y se ejecutó el algoritmo de identificación de

vacíos. El catálogo de vacíos resultante es prácticamente idéntico al obtenido de la simulación completa.

El algoritmo será utilizado para generar catálogos de vacíos definidos por partículas, halos de materia oscura y galaxias en la simulación numérica que se describe continuación y en catálogos de galaxias. Los resultados de la aplicación del algoritmo previamente descrito, junto con el análisis de las propiedades de los vacíos identificados son expuestos en el resto del presente capítulo.

## 3.2. Vacíos en simulaciones numéricas

### 3.2.1. Datos

En este trabajo se estudiaron propiedades estadísticas de vacíos utilizando una simulación numérica  $\Lambda$ CDM, la cual contiene 125 millones de partículas de materia oscura y  $\sim 2$  millones de galaxias del modelo semianalítico de formación de galaxias GALFORM (Cole et al. 2000), amablemente provisto por el grupo de Durham, éstas últimas serán denominadas galaxias semianalíticas para distinguirlas de las galaxias reales. La simulación numérica sigue la evolución de partículas en una cosmología de “Concordancia”<sup>10</sup>, con parámetros de acuerdo con los resultados del mapa de anisotropías de microondas Wilkinson (Wilkinson Microwave Anisotropy Map, WMAP, Spergel et al., 2003) de las fluctuaciones en la temperatura del fondo de radiación cósmica de microondas y mediciones del clustering obtenidas del 2dFGRS (Percival et al. 2004) y SDSS (Abazajian y colaboradores, 2004). Contiene aproximadamente 650,000 halos de materia oscura con al menos 10 miembros, identificados a partir de la distribución de partículas de materia oscura en la simulación, usando el algoritmo *Friend-of-Friends* (FOF de ahora en adelante) con una longitud característica de percolación  $b_{\text{FOF}} = 0,2$ . Los halos resultantes están caracterizados por una masa mínima  $M_{\text{min}} = 1,05 \times 10^{11} h^{-1} M_{\odot}$ , una masa media  $M_{\text{med}} = 2 \times 10^{11} h^{-1} M_{\odot}$  y una máxima  $M_{\text{max}} = 2 \times 10^{15} h^{-1} M_{\odot}$ . La salida del modelo semianalítico consiste en aproximadamente 2 millones de galaxias con  $B_J < -16$  en  $z = 0,0$  (de ahora en adelante, todas las galaxias sobre ese límite en magnitud serán denotadas simplemente como galaxias semianalíticas) en la simulación. Los percentiles 25, 50 y 75 de los halos anfitriones de al menos

---

<sup>10</sup>El modelo de concordancia explica las observaciones cósmicas realizadas sobre la radiación de fondo de microondas, así como la estructura a gran escala del Universo y las observaciones realizadas sobre las supernovas.

una galaxia son  $1,57 \cdot 10^{11} h^{-1} M_{\odot}$ ,  $3,17 \cdot 10^{11} h^{-1} M_{\odot}$ , y  $8,95 \cdot 10^{11} h^{-1} M_{\odot}$  respectivamente. A continuación se describen los parámetros de la simulación: cada lado del cubo mide  $250 h^{-1} \text{Mpc}$ , el parámetro de densidad de materia corresponde a  $\Omega_m = 0,3$ , el valor del parámetro de densidad del vacío es  $\Omega_{\Lambda} = 0,7$ , la constante de Hubble,  $H = h100 \text{kms}^{-1} \text{Mpc}^{-1}$ , con  $h = 0,7$  y la pendiente del espectro de potencias primordial es  $n_s = 0,97$ . La amplitud de fluctuaciones en esferas de  $8 h^{-1} \text{Mpc}$  en el presente se establece como  $\sigma_8 = 0,8$ .

La simulación descrita, la cual será denominada simulación D250 para distinguirla de otras simulaciones empleadas en este trabajo, es utilizada para estudiar las características dinámicas y espaciales de galaxias semianalíticas, halos de materia oscura y partículas de materia oscura en el entorno de vacíos. En la totalidad de este trabajo, salvo que se indique lo contrario, los errores en la estadística son calculados usando el método *jackknife*, el cual ha sido mostrado que provee errores equivalentes a aquellos que se obtendrían aplicando la estadística a un gran número de simulaciones independientes y midiendo su varianza (Croton et al. 2004, Padilla & Baugh, 2003). Esos resultados indican que los errores jackknife proveen una estima razonable de las incertezas estadísticas y la varianza cósmica.

El uso de simulaciones numéricas semianalíticas posibilita la comparación entre vacíos definidos por galaxias, halos y masa, debido a que la población de galaxias en el cubo de la simulación es originada físicamente, sujeta a evolución vía fusiones, enriquecimiento metálico, evolución de polvo y otros importantes procesos astrofísicos (para mayores detalles ver Cole et al. 2000).

### 3.2.2. Aplicación del algoritmo a la simulación

Para buscar vacíos en la simulación D250, se utilizaron la masa, los halos de materia oscura y las galaxias semianalíticas, además, se investigó de una manera simple el efecto de la distorsión en el espacio de redshift en la identificación de vacíos.

Por esta razón, para todos los objetos considerados son definidas muestras en espacio real y de redshift. Se aplicó el identificador de vacíos a la distribución de materia oscura, halos con masas mayores que  $10^{11}$ ,  $10^{11,5}$  y  $10^{12} h^{-1} M_{\odot}$  (denotados H11, H11,5 y H12, respectivamente)<sup>11</sup> y la distribución de galaxias

---

<sup>11</sup>Los umbrales en la masa de halos son seleccionados de forma tal de obtener muestras de halos con valores de densidad espacial que difieran por medio orden de magnitud; halos H11 están caracterizados por  $n = 5 \cdot 10^{-3}$ , H11.5 por  $n = 1,5 \cdot 10^{-3}$ , y halos H12 por  $n = 5 \cdot 10^{-4}$ .

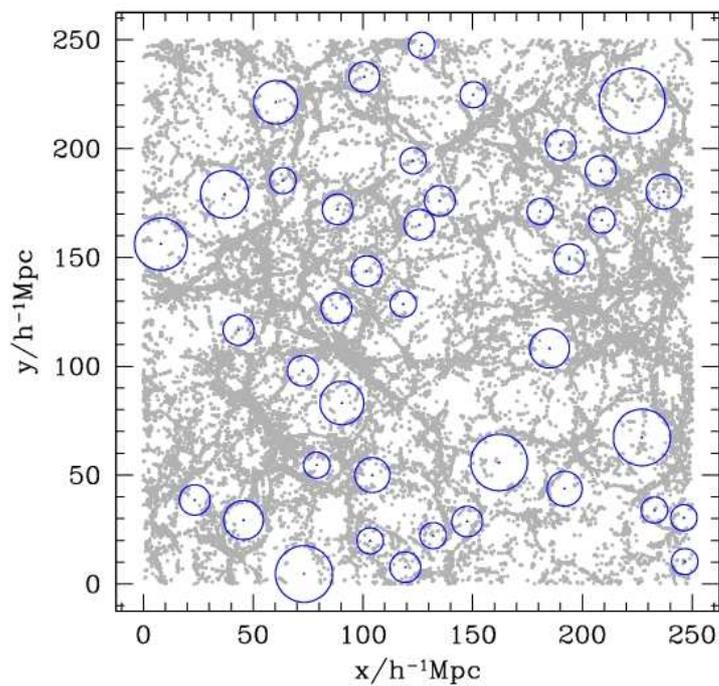


Figura 3.1: Corte transversal del cubo de la simulación numérica D250, correspondiente a  $100 < z/h^{-1}\text{Mpc} < 110$ . Las posiciones de las galaxias semianalíticas están representadas por los puntos negros y los vacíos identificados en la distribución de galaxias semianalíticas se muestran en puntos grises. Los círculos indican la extensión espacial de los vacíos.

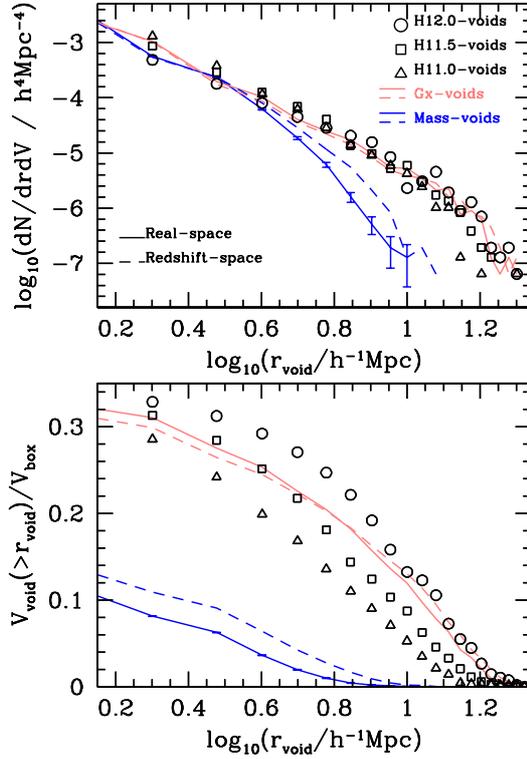


Figura 3.2: Panel superior: Densidad numérica de vacíos en función del tamaño del vacío. Las líneas azules corresponden a vacíos identificados en la distribución de materia oscura en el cubo de la simulación D250. Las líneas rojas muestran los resultados obtenidos a partir de las galaxias semianalíticas. Los símbolos representan resultados obtenidos a partir de las distribuciones de vacíos definidos por H11, H11,5 y H12 (triángulos, cuadrados y círculos respectivamente). Las líneas sólidas y a trazos corresponden a la densidad numérica de vacíos identificados mediante posiciones de objetos en espacio real de redshift, respectivamente. Panel inferior: fracción cumulativa del volumen ocupado por vacíos de radios  $r > r_{\text{void}}$ . Las líneas, colores y símbolos son análogos al panel superior.

semianalíticas, examinando posiciones en espacio real y de redshift, independientemente.

Consecuentemente, como resultado de aplicar el algoritmo, se obtuvieron diez catálogos diferentes de vacíos en la simulación numérica D250. Se produjeron cinco sets de vacíos, encontrados en la distribución de materia oscura (los cuales serán referidos como vacíos definidos por la masa), halos H11, H11,5 y H12 (vacíos definidos por halos, también denotados como vacíos definidos por H11, H11,5 y H12 respectivamente) y vacíos encontrados en la distribución de galaxias semianalíticas (referidos como vacíos definidos por galaxias semianalíticas) en el espacio real. La identificación en el espacio de redshift provee las cinco muestras restantes.

La figura 3.1 muestra un corte transversal en el cubo de la simulación D250 con la distribución de posiciones de galaxias semianalíticas y vacíos identificados con el algoritmo descrito. Con la intención de impartir claridad a la figura, sólo se representan vacíos con radios en el rango  $10 < r_{\text{void}}/h^{-1}\text{Mpc}$ . Como puede ser observado en la figura, el algoritmo de identificación de vacíos funciona satisfactoriamente, seleccionando las regiones de baja densidad con radios de vacíos compatibles con la distribución de galaxias semianalíticas observada. Los espacios extremadamente subdensos que no son ocupados por los vacíos representados en la figura, están asociados a vacíos con radios  $r_{\text{void}} > 10h^{-1}\text{Mpc}$ , o a vacíos cuyas posiciones centrales están fuera de la sección transversal representada en la figura.

### 3.2.3. Densidad numérica de vacíos

La primer estadística que se calcula usando los vacíos identificados en la subsección previa es la densidad numérica de los vacíos en función del radio del vacío ( $r_{\text{void}}$ ). Los resultados de la medición en el cubo de la simulación D250 son mostrados en el panel superior de la figura 3.2, donde las líneas rojas corresponden a vacíos encontrados a partir de la distribución espacial de las galaxias semianalíticas y las líneas azules corresponden a vacíos identificados en la distribución de masa. Las líneas sólidas corresponden al espacio real mientras que las líneas a trazos al espacio de redshift. Los símbolos que muestran los resultados de los vacíos identificados en la distribución de halos de diferente masa están indicados en la referencia de la figura.

Es notable el buen acuerdo entre las estimas para  $r_{\text{void}} < 4h^{-1}\text{Mpc}$ , donde todas las densidades numéricas de vacíos son prácticamente indistinguibles. Las diferentes estimas comienzan a divergir a mayores separaciones entre el objeto

y el centro de los vacíos. Por ejemplo, las estimas en espacio real y de redshift pueden diferir hasta un factor de  $\simeq 2,5$ , tal es el caso para vacíos definidos por la masa a radios grandes  $r_{\text{void}} > 10h^{-1}\text{Mpc}$ . Esto puede atribuirse al efecto de los *dedos de dios*, el cual tiene lugar en las paredes de los vacíos y desplaza las partículas de materia oscura de las paredes y las diluye en los contornos de los vacíos. Las densidades numéricas de vacíos definidas por galaxias semianalíticas y halos no están significativamente afectadas si la identificación es realizada en el espacio de redshift como es esperado, ésto se debe a que las velocidades peculiares de la masa y las galaxias semianalíticas son pequeñas ( $v/H_0 \ 1h^{-1}\text{Mpc}$ ) comparadas con los tamaños de los vacíos.

La diferencia entre la densidad numérica de los vacíos identificados en la distribución de galaxias semianalíticas y masa comienza a ser notable a separaciones mayores que  $4h^{-1}\text{Mpc}$ ; eventualmente no hay cantidades significativas de vacíos definidos por masa con  $r_{\text{void}} > 10h^{-1}\text{Mpc}$ , en tanto que aún es posible identificar vacíos definidos por galaxias semianalíticas con  $r_{\text{void}} > 20h^{-1}\text{Mpc}$ . La densidad numérica de vacíos definidos por halos es comparable en mayor medida con aquellos vacíos definidos por galaxias semianalíticas.

El incremento en la densidad numérica de vacíos con la masa de los halos usados para identificarlos puede ser entendida en términos del factor de sesgo entre los halos y la masa. Los halos con masas mayores están más fuertemente sesgados con respecto a la masa, y en consecuencia son principalmente encontrados en regiones de alta densidad de masa, las cuales corresponden preferentemente a los centros de paredes de vacíos y filamentos. El efecto neto de ésto sería incrementar el radio del vacío cuando éste es identificado en una población sesgada de objetos y podría explicar el aparente crecimiento en la densidad numérica observada en la figura 3.2.

A partir de la densidad numérica de vacíos se puede obtener de manera directa la fracción del volumen ocupado por los vacíos en la simulación D250. Las estimas del volumen ocupado por vacíos sólo son precisas para comparaciones entre poblaciones de vacíos extraídas del cubo de la simulación utilizada (D250), debido a que el volumen total simulado tiene un gran impacto en el número real de los vacíos más grandes y éstos son los únicos que pueden imprimir cambios significativos en la fracción total del volumen ocupado por vacíos. El panel inferior de la figura 3.2 muestra el volumen ocupado por vacíos con  $r > r_{\text{void}}$ . Como puede observarse, la diferencia entre vacíos definidos por masa y galaxias semianalíticas es aún más evidente aquí. Además, es posible reconocer el buen acuerdo entre los vacíos definidos por galaxias semianalíticas y por H11,5 para radios  $r_{\text{void}} < 6h^{-1}\text{Mpc}$ ; y entre los vacíos definidos por galaxias

semianalíticas y por H12 para  $r_{void} > 6h^{-1}\text{Mpc}$ .

Esto demuestra que el análisis de las propiedades de vacíos definidos por galaxias semianalíticas debe realizarse con sumo cuidado, ya que éstas pueden diferir de aquellas correspondientes a vacíos definidos por halos y masa. Como fue mencionado anteriormente, el motivo de esta discrepancia, es la naturaleza levemente sesgada de la distribución de galaxias semianalíticas respecto a las partículas de materia oscura y halos en esta simulación. En particular, la distribución espacial de galaxias semianalíticas muestra vacíos más grandes y numerosos que la distribución de masa o halos de baja masa (poblaciones con menor sesgo). Debido a que el efecto del espacio de redshift consiste en incrementar más fuertemente la densidad numérica de vacíos definidos por masa, la diferencia entre resultados obtenidos de vacíos definidos por masa y galaxias semianalíticas es menos importante en el espacio de redshift.

La fracción de volumen ocupada por vacíos puede alcanzar valores tan grandes como 30 %, lo cual es apreciablemente menor a las estimas, a partir de relevamientos de redshift, los cuales arrojan valores de aproximadamente 50 % (El-Ad & Piran, 1997, 2000, Plionis & Basilakos, 2002 y Hoyle & Vogeley, 2002). Como se señaló anteriormente, la estima de la fracción de volumen ocupada por vacíos es, en el mejor de los casos, una estima de sólo un orden de magnitud, debido a que el volumen de la simulación es limitado y podría afectar negativamente las muestras estadísticas para grandes volúmenes, en el extremo final de la población de vacíos.

Nuestra conclusión preliminar, proveniente del estudio de la densidad numérica de vacíos en la simulación numérica D250, consiste en que los vacíos definidos con galaxias exhiben buen acuerdo con aquellos identificados con halos de masas en el rango ( $M > 10^{11.5}h^{-1}M_{\odot}$ ), en tanto que muestran una mayor discrepancia con los vacíos definidos por la masa.

### 3.3. Vacíos en catálogos de galaxias

#### 3.3.1. Catálogo 2dFGRS

##### Datos sintéticos: catálogo sintético 2dFGRS

Se emplea la simulación numérica  $\Lambda\text{CDM}$  D250, descrita en la subsección 3.2.1, poblada con galaxias semianalíticas GALFORM como punto de partida para la creación de catálogos sintéticos que reproduzcan las propiedades

---

estadísticas<sup>12</sup> del 2dFGRS. Estas galaxias semianalíticas son empleadas para la construcción de reproducciones sintéticas del relevamiento 2dFGRS. El primer paso consiste en la ubicación de un observador en una posición aleatoria en el interior del cubo de la simulación numérica, para entonces, reproducir la función de selección y la máscara angular del 2dFGRS para esa posición. Como resultado se obtiene un catálogo de galaxias con similares propiedades y sesgos observacionales que aquellos correspondientes al catálogo observacional. Este catálogo sintético será usado en este trabajo para calibrar los métodos estadísticos utilizados, para interpretar los datos y para detectar sesgos sistemáticos en los procedimientos llevados a cabo. Con el propósito de realizar ésto, el catálogo sintético será tratado exactamente en la misma manera que los datos observacionales. Considerando los propósitos comparativos de la utilización de catálogos sintéticos, se seleccionarán muestras de galaxias con idénticas restricciones para datos observacionales y sintéticos, las cuales serán definidas en la subsección siguiente.

### Datos observacionales: 2dFGRS

Se utiliza la última liberación de datos del catálogo 2dFGRS como base de datos observacionales. El 2dFGRS es uno de los más extensos conjuntos de datos espectroscópicos disponibles en la actualidad, el cual contiene redshifts espectroscópicos para aproximadamente 230,000 galaxias. El catálogo fuente para el 2dFGRS es una versión revisada y extendida del catálogo de galaxias APM, del cual un conjunto de galaxias patrones, caracterizadas por poseer magnitudes corregidas por extinción más brillantes que  $b_J=19.45$ , fue seleccionado para la construcción del 2dFGRS. Las principales regiones del catálogo consisten en dos franjas extensas, además de 99 campos ubicados al azar. Los resultados aquí presentados son obtenidos utilizando las dos regiones descritas a continuación. Una franja está localizada próxima al polo sur galáctico, comprendiendo aproximadamente  $80 \times 15$  grados; la otra región está centrada en el polo norte galáctico abarcando  $75 \times 10$  grados medidos sobre el ecuador celeste. El relevamiento cubre un total de 2,000 grados cuadrados y posee una profundidad media de  $z = 0.11$ .

La completitud del relevamiento varía con la posición debido a la existencia de campos no observados, objetos observados con espectros de baja calidad y objetos que no han podido ser observados a causa de colisión de fibras o

---

<sup>12</sup>Un catálogo sintético reproduce la distribución de redshifts y la función de luminosidad del catálogo real.

---

fibras rotas. La completitud se encuentra en el rango  $[0, 1]$ . Con el propósito de reproducir la función de selección angular en la construcción de catálogos con distribuciones al azar se utiliza el software desarrollado por el equipo del 2dFGRS, el cual es distribuido como parte de los datos liberados y, para cada par de coordenadas  $(\alpha, \delta)$ , provee la probabilidad esperada de que una galaxia esté contenida en el catálogo.

### Muestras de galaxias en 2dFGRS

Debido a que el 2dFGRS es un relevamiento limitado en magnitud aparente, las galaxias más débiles sólo son registradas a pequeñas distancias, en tanto que las galaxias más brillantes cubren todo el catálogo. Como consecuencia, existe un sesgo en luminosidad, el cual puede ser evitado mediante la construcción de muestras limitadas en volumen.

Dado un redshift máximo  $z_{lim}$ , el catálogo es completo para galaxias más brillantes que

$$B_{lim} = b_{lim} - 25 - 5 * \log(c * z_{lim}) - 5 * \log(H), \quad (3.1)$$

donde  $b_{lim}$  es el límite de completitud del flujo y  $H$  es la constante de Hubble. Esta magnitud límite varía punto a punto en el catálogo, siendo el límite en magnitud aparente igual a  $b < 18,9$  (el catálogo entero es completo para galaxia más brillantes que ese corte).

Se construyen numerosas muestras limitadas en volumen con galaxias más brillantes que  $B_{lim}$  y con redshifts  $z < z_{lim}$ . El propósito de utilizar un número importante de muestras consiste en comparar resultados, debido a que diferencias en  $z_{lim}$  se relacionan con diferencias en el tamaño de los vacíos identificados y diferencias en  $B_{lim}$ . Por ello resultan útiles para chequear la estabilidad de las regiones subdensas en muestras con diferentes densidades medias de galaxias. Se eligen cinco límites en redshift y dos límites en luminosidad. Como resultado se obtiene un total de diez muestras para ambos catálogos: 2dFGRS observacional y sintético.

Los parámetros  $z_{lim}$  y  $B_{lim}$ , definidos para restringir las muestras, son mostrados en la segunda y tercer columnas de la tabla 3.1. Las columnas restantes de la tabla muestran el número de galaxias resultantes en cada submuestra para las regiones del NGP y SGP, y para los catálogos observacional y sintético. Los valores de  $B_{lim}$  escogidos para cada submuestra satisfacen la ecuación 3.1 para los valores citados de  $z_{lim}$  y  $b_{lim} = 18,9$  para  $S081_{2df}$ ,  $S101_{2df}$ ,  $S121_{2df}$ ,  $S151_{2df}$  y  $S171_{2df}$ ,  $b_{lim} = 19,6$  para  $S082_{2df}$ ,  $S102_{2df}$ ,  $S122_{2df}$ ,  $S152_{2df}$  y  $S172_{2df}$ .

muestra	$z_{lim}$	$B_{lim}$	$N_{ngp}^{mock}$	$N_{sgp}^{mock}$	$N_{ngp}^{2df}$	$N_{sgp}^{2df}$
$S081_{2df}$	0.08	-18.00	14411	19472	10844	14722
$S082_{2df}$	0.08	-18.70	8256	11298	5664	7744
$S101_{2df}$	0.10	-18.49	19655	23904	15567	16796
$S102_{2df}$	0.10	-19.19	10724	13188	6660	7223
$S121_{2df}$	0.12	-18.88	20079	29173	16102	21086
$S122_{2df}$	0.12	-19.58	10162	14694	5382	7231
$S151_{2df}$	0.15	-19.36	23235	32999	13816	18128
$S152_{2df}$	0.15	-20.07	9610	13706	3092	4239
$S171_{2df}$	0.17	-19.64	22529	33191	10349	14660
$S172_{2df}$	0.17	-20.34	8260	11984	1668	2615

Tabla 3.1: Definición de las submuestras de galaxias en las regiones NGP y SGP de los catálogos 2dFGRS sintético y observacional.

Como puede observarse en la tabla 3.1, la cantidad y la densidad numérica de galaxias disminuyen cuando la muestra se restringe a las galaxias más brillantes y a los más altos redshifts. Esto provoca un impacto importante en la identificación de vacíos. Diferentes muestras resultarán ser las más apropiadas para la identificación de vacíos en un rango de tamaños, de acuerdo al volumen de la muestra. Por ejemplo, los volúmenes más grandes son los más convenientes para obtener un número estadísticamente relevante de vacíos grandes. Sin embargo, en tales casos, la densidad de galaxias es baja y resulta engorroso resolver vacíos pequeños. En el caso opuesto, un volumen más pequeño con una población más densa de galaxias, posibilita la identificación de vacíos pequeños, aunque tiene la desventaja de incluir una cantidad insignificante de vacíos grandes. Todas estas consideraciones son tenidas en cuenta al elegir la submuestra de galaxias empleada para identificar vacíos de un dado tamaño.

### 3.3.2. Vacíos en las muestras de galaxias sintéticas y observacionales del 2dFGRS

El algoritmo de identificación de vacíos es aplicado a las muestras, definidas en la subsección previa, provenientes del catálogo sintético y observacional 2dFGRS. Considerando que el análisis de las propiedades de los vacíos definidos por las galaxias semianalíticas indica que la estadística resultante sólo presenta cambios leves cuando se emplean vacíos identificados en espacio de redshift con respecto al uso de vacíos en espacio real (líneas grises en figu-

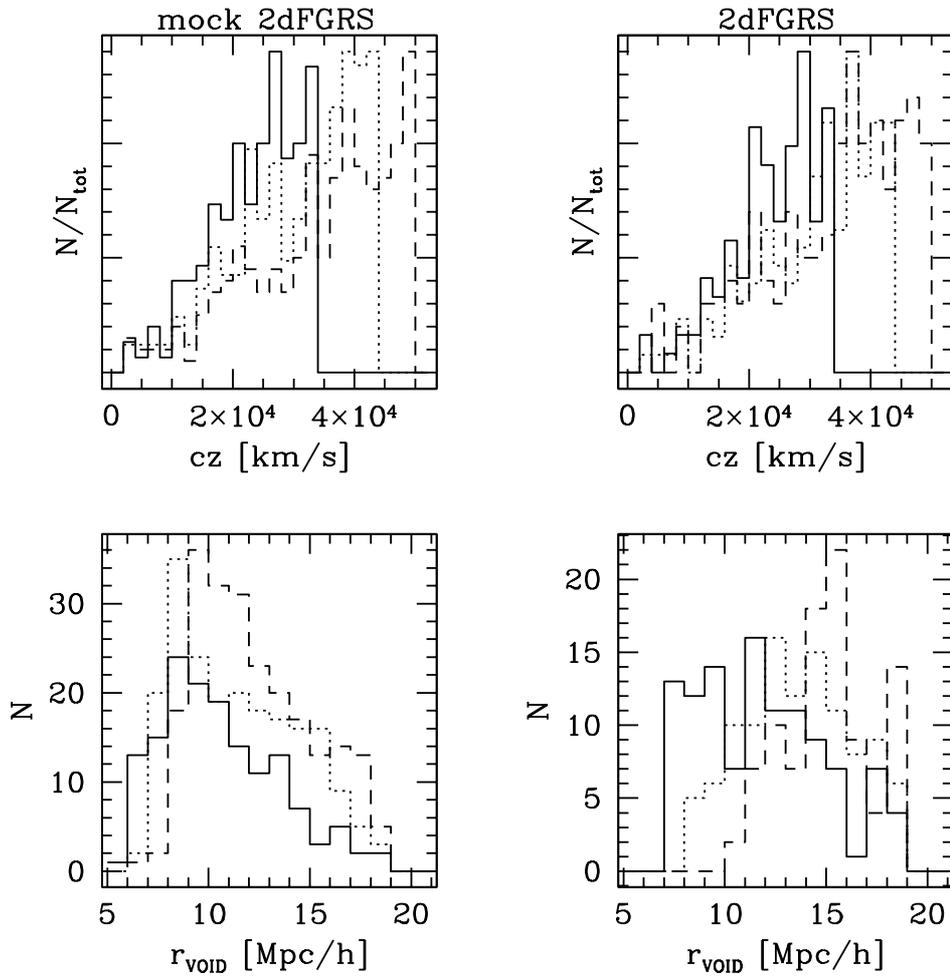


Figura 3.3: Histogramas de velocidad radial (paneles superiores) y radios de vacíos (paneles inferiores) identificados en los catálogos sintético (paneles a la izquierda) y 2dFGRS (paneles a la derecha). Diferentes tipos de líneas corresponden a diferentes muestras, líneas sólidas para la muestra  $S121_{2df}$ , líneas de puntos para la muestra  $S151_{2df}$  y líneas a trazos para la muestra  $S171_{2df}$ .

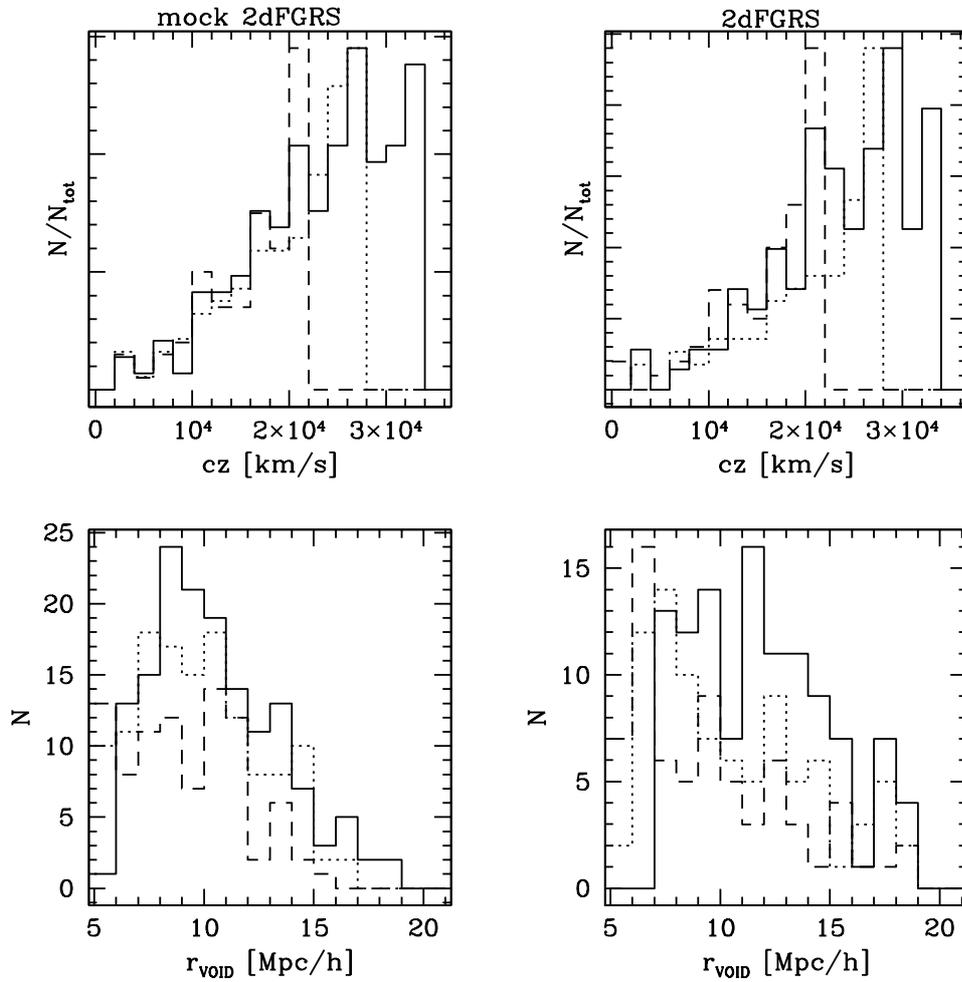


Figura 3.4: Histogramas de velocidad radial (paneles superiores) y radios de vacíos (paneles inferiores) identificados en los catálogos 2dFGRS sintético (paneles a la izquierda) y observacional (paneles a la derecha). Diferentes tipos de líneas corresponden a diferentes muestras, líneas sólidas para la muestra  $S121_{2df}$ , líneas de puntos para la muestra  $S101_{2df}$  y líneas a trazos para la muestra  $S081_{2df}$ .

ra 3.2), en el presente trabajo sólo se presentan vacíos identificados mediante la utilización de posiciones de galaxias en espacio de redshift para todos los catálogos utilizados. Durante el cálculo del contraste de densidad, requerido para el funcionamiento del algoritmo, la incompletitud del relevamiento es tenida en consideración. Para este propósito, se utiliza el software para la máscara desarrollado por el equipo del 2dFGRS.

Los vacíos identificados poseen radios desde  $r_{min} = 5 \text{ Mpc h}^{-1}$  hasta  $r_{max} = 20 \text{ Mpc h}^{-1}$ <sup>13</sup>, consistentes con el rango permitido para los tamaños de vacíos, de acuerdo a las restricciones sugeridas por la función probabilidad de vacío en el 2dFGRS (Croton y colaboradores, 2004; Hoyle & Vogeley 2004). Por otro lado, de acuerdo a los resultados obtenidos por Hoyle & Vogeley (2004), los radios de los vacíos, usualmente, son más pequeños que  $25 \text{ Mpc h}^{-1}$ . Una razón importante adicional detrás de la elección del valor para  $r_{min}$  está dada por la densidad de galaxias en las submuestras del 2dFGRS<sup>14</sup>. Es importante señalar que el valor establecido para el contraste de densidad máximo en vacíos ( $\delta_{max} = -0,9$ ) es consistente con el contraste en densidad medio de los vacíos identificados en el 2dFGRS por Hoyle & Vogeley (2004).

En la tabla 3.2 se exhibe el número total de vacíos obtenido en cada muestra. Notar que las muestras más brillantes para cada corte en redshift ( $S082_{2df}$ ,  $S102_{2df}$ ,  $S122_{2df}$ ,  $S152_{2df}$  y  $S172_{2df}$ ) contienen un número más pequeño de vacíos respecto a muestras construidas a partir del mismo  $z_{lim}$  y galaxias más débiles ( $S081_{2df}$ ,  $S101_{2df}$ ,  $S121_{2df}$ ,  $S151_{2df}$  y  $S171_{2df}$ , respectivamente).

Tomando en consideración los diferentes tamaños de vacíos identificados en cada muestra, un análisis detallado de nuestras muestras de vacíos revela que:

- En las muestras más pequeñas ( $S081_{2df}$ ,  $S082_{2df}$ ,  $S101_{2df}$ ,  $S102_{2df}$ ,  $S121_{2df}$  y  $S122_{2df}$ ) no se encuentra una cantidad significativa de vacíos con radios mayores que  $10 \text{ h}^{-1} \text{ mpc}$ . No obstante, especialmente en la muestra más numerosa ( $S121_{2df}$ ), se encuentra una cantidad importante de vacíos con radios menores que aproximadamente  $7 \text{ Mpc h}^{-1}$ .
- Las muestras con los menores volúmenes ( $S081_{2df}$ ,  $S082_{2df}$ ,  $S101_{2df}$ ,  $S102_{2df}$ ,  $S121_{2df}$  y  $S122_{2df}$ ) son más convenientes para la búsqueda de vacíos con radios entre  $5$  y  $10 \text{ Mpc h}^{-1}$ , que para vacíos más grandes.

---

<sup>13</sup>En algunas muestras, especialmente en las de más extensas en volumen, fue posible detectar vacíos de mayor tamaño, no obstante, en virtud su exiguo número, no han sido considerados en los cálculos estadísticos realizados.

<sup>14</sup>En las muestras de mayor densidad utilizadas ( $S081_{2df}$  y  $S082_{2df}$ ), el identificador resuelve eficientemente vacíos con tamaños de radio  $r_{void} \geq 5 \text{ Mpc h}^{-1}$ .

---

	catálogo sintético 2dFGRS norte	catálogo sintético 2dFGRS sur	catálogo observacional 2dFGRS norte	catálogo observacional 2dFGRS sur
muestra	$N_{gals.}$	$N_{gals.}$	$N_{gals.}$	$N_{gals.}$
$S081_{2df}$	34	57	44	29
$S082_{2df}$	25	42	26	25
$S101_{2df}$	58	76	50	44
$S102_{2df}$	42	55	32	25
$S121_{2df}$	70	88	73	53
$S122_{2df}$	49	61	40	29
$S151_{2df}$	86	135	64	78
$S152_{2df}$	39	71	25	34
$S171_{2df}$	109	146	65	76
$S172_{2df}$	54	68	2	9

Tabla 3.2: Cantidad numérica de vacíos identificados en los catálogos 2dFGRS sintético y observacional, en las regiones norte y sur.

- Las muestras de volumen intermedio ( $S151_{2df}$ ,  $S152_{2df}$ ) arrojan el máximo número de vacíos con radios de 12, 13, 14 y 15 Mpc  $h^{-1}$ . Estas muestras están más apropiadamente caracterizadas para la búsqueda de vacíos con radios en el rango comprendido entre 10 y 15 Mpc  $h^{-1}$  que para vacíos de mayor o menor tamaño.
- En las muestras de mayores volúmenes ( $S171_{2df}$  y  $S172_{2df}$ ) se obtiene el mayor número de vacíos grandes ( $r_{voids} > 15$  Mpc  $h^{-1}$ ) en tanto que no se detectan vacíos pequeños en absoluto.

De acuerdo a este análisis, el uso de muestras densas, de pequeño volumen, es apropiada para un estudio detallado de vacíos pequeños. En tanto que, las muestras más extensas serán convenientes para analizar estadísticamente vacíos de gran tamaño.

En la figura 3.3 se muestra la distribución de redshift de centros de vacíos (paneles superiores) y las distribuciones de radios de vacíos (paneles inferiores) para vacíos identificados en las muestras  $S121_{2df}$  (líneas sólidas),  $S151_{2df}$  (líneas de puntos), y  $S171_{2df}$  (líneas a trazos), las cuales corresponden a  $z_{lim} = 0,12$ ,  $z_{lim} = 0,15$  y  $z_{lim} = 0,17$  respectivamente, para los catálogos 2dFGRS sintético (paneles a la izquierda) y observacional (paneles a la derecha). Como puede observarse en la figura 3.3, las distribuciones son similares en ambos

catálogos, sintético y observacional, indicando que las características generales de los vacíos son comparables y, en consecuencia, el catálogo sintético es adecuado para realizar comparaciones detalladas con los datos observacionales.

La figura 3.4 es equivalente a la la figura 3.3 pero para vacíos identificados en las muestras  $S121_{2df}$  (líneas sólidas),  $S101_{2df}$  (líneas de puntos), y  $S081_{2df}$  (líneas a trazos), las cuales corresponden a  $z_{lim} = 0,12$ ,  $z_{lim} = 0,10$  y  $z_{lim} = 0,08$  respectivamente, extraídas de los catálogos 2dFGRS sintético (izquierda) y observacional (derecha). Como puede notarse, las características generales de los vacíos en los catálogos sintético y observacional, son comparables.

### 3.3.3. Catálogo SDSS-DR7

#### Datos sintéticos: catálogo sintético SDSS-DR7

Se construyó un catálogo sintético SDSS (mock SDSS) aplicando el modelo semianalítico (SAM) de De Lucia et al. (2006), quienes utilizaron el *merger trees* de la simulación Millenium (Millennium Simulation, Springel et al., 2005) para reproducir los distintos procesos físicos que dan origen a la población de galaxias a  $z = 0$  en una cosmología  $\Lambda$ CDM, caracterizada por los parámetros cosmológicos determinados a partir del análisis combinado de 2dFGRS (Colless et al. 2001) y los datos del primer año del Wilkinson Microwave Anisotropy Probe (WMAP) (Spergel et al. 2003):  $\Omega_m = 0,25$ ,  $\Omega_b = 0,045$ ,  $\Omega_\Lambda = 0,75$ ,  $h = 0,73$ ,  $n = 1$  y  $\sigma_8 = 0,9$ . La simulación Millenium contiene  $2160^3$  partículas, en un cubo de  $500 \text{ Mpc h}^{-1}$  de lado, con una resolución en masa de  $8,6 \times 10^8 \text{ h}^{-1} \text{ M}_\odot$ . Las galaxias resultantes conforman una muestra completa para magnitudes menores a  $M_r = -16$ .

Con el propósito de representar las propiedades del SDSS, se posiciona un observador en el interior del cubo de la simulación numérica. Se aplica la misma máscara angular que afecta a los datos de la muestra espectroscópica, y se aplica un corte en la magnitud aparente límite,  $r_{lim} = 17,77$ . Para cada galaxia se registran sus propiedades observadas, como por ejemplo redshift (el cual incluye los movimientos peculiares), posición angular en el cielo, y las magnitudes aparentes en las cinco bandas contenidas en el SDSS.

#### Datos observacionales : SDSS-DR7

El SDSS es el relevamiento más extenso de redshifts de objetos extragalácticos y uno de los más ambiciosos proyectos observacionales que se han llevado

muestra	SDSS sintético			SDSS observacional
	$z_{lim}$	$R_{lim}$	$N_{gals.}$	$N_{gals.}$
$S081_{sdss}$	0.08	-19.20	100110	95459
$S101_{sdss}$	0.10	-19.68	127931	110117
$S121_{sdss}$	0.12	-20.08	138973	110160
$S151_{sdss}$	0.15	-20.57	122485	93008
$S171_{sdss}$	0.17	-20.84	101021	73736

Tabla 3.3: Definición de las submuestras de galaxias en los catálogos SDSS sintético y observacional.

a cabo. Se han determinado aproximadamente 1.500.000 redshifts y se ha mapeado el Universo hasta profundidades del orden de cientos de megaparsecs. Los datos correspondientes al DR7 (séptima liberación de datos) contienen aproximadamente 1.000.000 galaxias. El relevamiento de redshift, el cual contiene datos de imágenes CCD en cinco bandas fotométricas (*ugriz*, Fukugita et al., 1996), cubre un área de 9380 grados cuadrados. El límite de completitud en magnitud aparente de Petrosian, corregida por extinción para las galaxias, es de 17.77 en la banda *r*.

### Muestras de galaxias en SDSS

Se analizan muestras extraídas de la séptima liberación de datos del SDSS (SDSS DR7, Adelman-McCarthy et al., 2008). Se seleccionan las  $\sim 585,000$  galaxias de la muestra espectroscópica limitada en magnitud,  $r < 17,77$ , del SDSS DR7.

Debido a que el SDSS, análogamente al 2dFGRS, es un relevamiento limitado en magnitud aparente, considerando un redshift máximo  $z_{lim}$ , el catálogo es completo para galaxias más brillantes que

$$R_{lim} = r_{lim} - 25 - 5 * \log(c * z_{lim}) - 5 * \log(H), \quad (3.2)$$

donde  $r_{lim}$  es el límite de completitud del flujo y  $H$  es la constante de Hubble.

Con el propósito de minimizar el sesgo en luminosidad consecuente, se aplica el mismo método implementado en el tratamiento del 2dFGRS: se extraen muestras limitadas en volumen. Se construyen muestras limitadas en volumen con galaxias más brillantes que  $R_{lim}$  y con redshifts  $z < z_{lim}$ .

Se seleccionan cinco muestras con los mismos límites en redshift adoptados en el 2dFGRS con el propósito de realizar comparaciones entre ambos catálogos, y un límite en luminosidad aparente en la banda *r*.

	catálogo sintético SDSS	catálogo observacional SDSS
muestra	$N_{vacios}$	$N_{vacios}$
$S081_{sdss}$	128	164
$S101_{sdss}$	205	220
$S121_{sdss}$	307	269
$S151_{sdss}$	316	256
$S171_{sdss}$	272	211

Tabla 3.4: Cantidad numérica de vacíos identificados en los catálogos SDSS sintético y observacional.

Se obtienen diez muestras para el catálogo SDSS y el sintético, definidas por los parámetros  $z_{lim}$  y  $R_{lim}$ , los cuales son expuestos en la tabla 3.3 (segunda y tercer columnas de la tabla para los catálogos SDSS sintético y observacional, respectivamente). Las columnas restantes de la tabla muestran el número de galaxias resultantes en cada muestra extraída del SDSS observacional (quinta columna) y sintético (cuarta columna). Los valores de  $R_{lim}$  escogidos para cada submuestra satisfacen la ecuación 3.2 para los valores citados de  $z_{lim}$  y  $r_{lim} = 17,7$  para  $S081_{sdss}$ ,  $S121_{sdss}$ ,  $S151_{sdss}$  y  $S171_{sdss}$ .

### 3.3.4. Vacíos en las submuestras de galaxias sintéticas y observacionales del SDSS

Se aplica el algoritmo de búsqueda de vacíos (subsección 3.1.1) a las muestras seleccionadas en los catálogos SDSS sintético y observacional (ver tabla 3.3). La variación de la completitud del catálogo con la posición es considerada en la construcción de catálogos aleatorios utilizados en el proceso de identificación de vacíos. Con el propósito de reproducir la función de selección angular se utiliza el software para la máscara, el cual es distribuido como parte de los datos liberados. En la tabla 3.4 se exhibe el número total de vacíos obtenido en cada muestra.

En la figura 3.5 se muestra la distribución de velocidades radiales de centros de vacíos (paneles superiores) y las distribuciones de radios de vacíos (paneles inferiores) para vacíos identificados en las muestras  $S121_{sdss}$  (líneas sólidas),  $S151_{sdss}$  (líneas de puntos), y  $S171_{sdss}$  (líneas a trazos), las cuales corresponden a  $z_{lim} = 0,12$ ,  $z_{lim} = 0,15$  y  $z_{lim} = 0,17$  respectivamente, para los catálogos SDSS sintético (izquierda) y observacional (derecha). La figura exhibe distribuciones de velocidades radiales y tamaño de radio similares para los vacíos

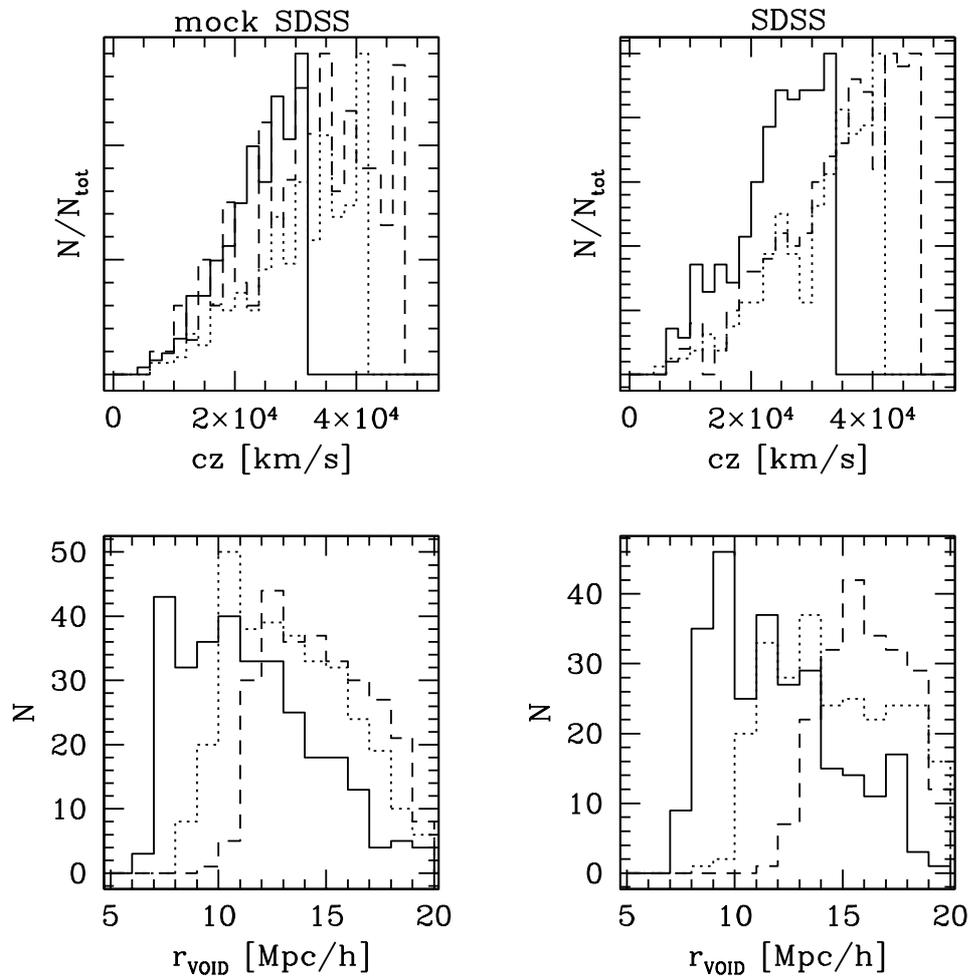


Figura 3.5: Histogramas de velocidad radial (paneles superiores) y radios de vacíos (paneles inferiores) identificados en los catálogos SDSS sintético (paneles a la izquierda) y observacional (paneles a la derecha). Diferentes tipos de líneas corresponden a diferentes muestras, líneas sólidas para la muestra  $S121_{sdss}$ , líneas de puntos para la muestra  $S151_{sdss}$  y líneas a trazos para la muestra  $S171_{sdss}$ .

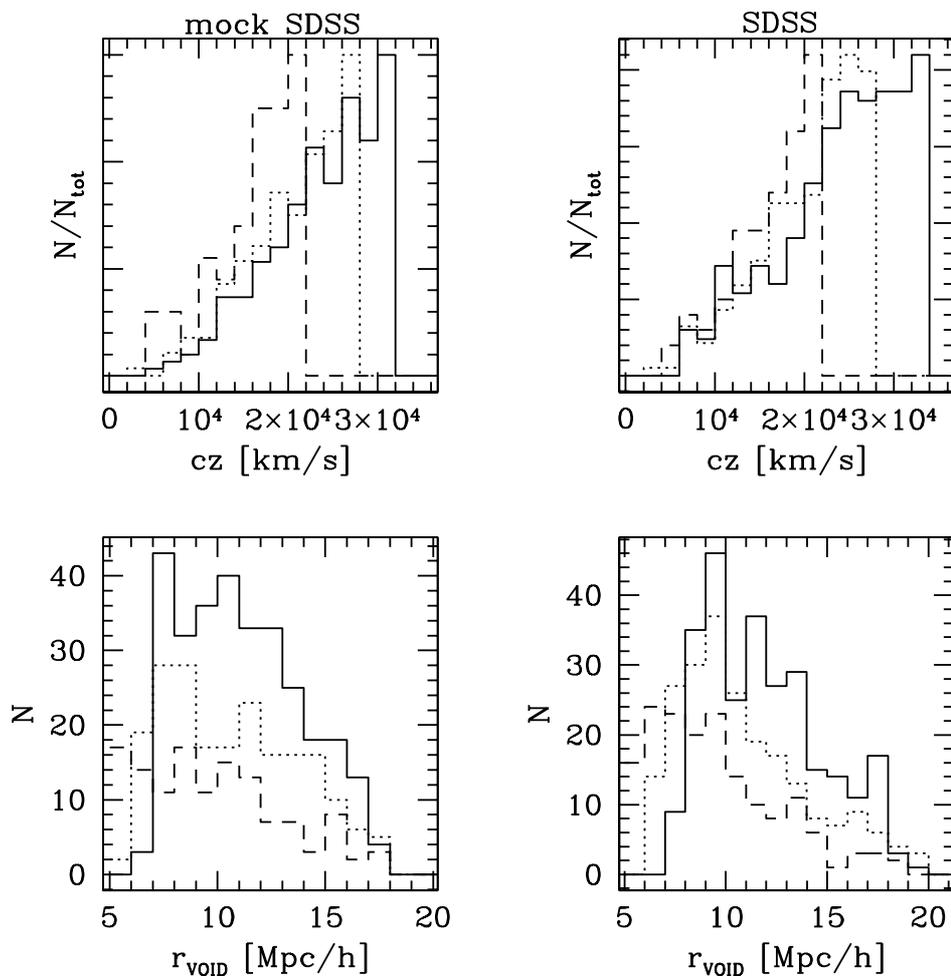


Figura 3.6: Histogramas de velocidad radial (paneles superiores) y radios de vacíos (paneles inferiores) identificados en los catálogos SDSS sintético (izquierda) y observacional (derecha). Diferentes tipos de líneas corresponden a diferentes muestras, líneas sólidas para la muestra  $S121_{sdss}$ , líneas de puntos para la muestra  $S101_{sdss}$  y líneas a trazos para la muestra  $S081_{sdss}$ .

identificados en los catálogos SDSS sintético y observacional, permitiendo la realización de comparaciones estadísticamente significativas entre ambos. Mediante la comparación con las distribuciones correspondientes en el 2dFGRS, representadas en la figura 3.3, puede observarse que las características globales de las distribuciones son similares en ambos catálogos, en sus versiones sintética y observacional. Un examen cuidadoso de las figuras revela una leve tendencia de los vacíos indentificados en SDSS a poseer mayores tamaños, que en 2dFGRS. No obstante esta sutil discrepancia, que puede ser intepretada en términos de las diferencias en los filtros de selección utilizados en la construcción los catálogos, se encuentra que las propiedades generales de los vacíos son comparables.

La figura 3.6 es análoga a la figura 3.5 para vacíos identificados en las muestras  $S121_{sdss}$  (líneas sólidas),  $S101_{sdss}$  (líneas de puntos), y  $S081_{sdss}$  (líneas a trazos), las cuales corresponden a  $z_{lim} = 0,12$ ,  $z_{lim} = 0,10$  y  $z_{lim} = 0,08$  respectivamente, para los catálogos SDSS sintético (izquierda) y observacional (derecha). Como puede notarse, las características generales de los vacíos en ambos catálogos, sintético y observacional, son comparables; como así tambien lo son con las distribuciones correspondientes a los vacíos en 2dFGRS en las muestras equivalentes (ver figura 3.4).

Las consideraciones realizadas en la subsección 3.3.2, en referencia a la conveniencia de la utilización de muestras diferentes a los efectos de obtener resultados estadísticos de mayor significado, tambien son válidas para los vacíos identificados en SDSS.



## Capítulo 4

# PROPIEDADES ESPACIALES EN EL ENTORNO A VACÍOS

Se analiza la función de correlación cruzada entre vacíos y, galaxias, halos y partículas de materia oscura, en simulaciones, y en catálogos sintéticos y observacionales, con el objetivo de caracterizar las propiedades del agrupamiento espacial en la vecindad de vacíos. Se confrontan los resultados obtenidos con distintos trazadores, se estudia con especial interés el impacto del sesgo en la distribución de las galaxias y halos de materia oscura respecto a la masa en los vacíos. Se examinan posibles dependencias de agregación con el tamaño de los vacíos. Se contrastan los resultados con la autocorrelación de galaxias. Se comparan los resultados en espacio real y de redshift, en simulaciones y en catálogos sintéticos, con el propósito de comprobar la precisión de la identificación de vacíos en catálogos observacionales de galaxias. Se analiza el perfil de densidad de galaxias en catálogos sintéticos y simulaciones, en los entornos a vacíos en espacio real y de redshift. Este capítulo contiene parte de los resultados publicados en Padilla, Ceccarelli & Lambas (2005) y Ceccarelli et al. (2006a, 2006b).

## 4.1. Correlaciones en el entorno a vacíos

Una de las mediciones estadísticas más simples que pueden ser aplicadas al analizar la distribución espacial de galaxias alrededor de vacíos es la función de correlación cruzada. La ventaja de estudiar la función de correlación radica en su conexión directa con el espectro de potencias de las fluctuaciones en la densidad. Ésta es asimismo una de las técnicas más comunes utilizadas para este fin.

La función de correlación de dos puntos establece una medida de los apartamientos de la homogeneidad de una distribución a partir de recuentos de pares de objetos. Básicamente, consiste en obtener la relación entre la cantidad numérica de pares de objetos en muestras arbitrarias respecto a muestras equivalentes homogéneas.

Se examinarán las posiciones de las galaxias en relación a los centros de los vacíos y además, se discutirán los resultados de un análisis equivalente utilizando halos y masa, llevados a cabo en la simulación D250. Estas últimas, en adición a la información intrínseca que poseen, serán utilizadas con propósitos comparativos, y con el fin confirmar la robustez de los resultados<sup>1</sup>. Se evaluará la función de correlación cruzada de dos puntos entre centros de vacíos y aquellos correspondientes a galaxias, halos y materia oscura con el objetivo de caracterizar las propiedades de distribución espacial en la vecindad de vacíos.

Se utilizarán los vacíos identificados en el capítulo 3 para las galaxias semianalíticas, halos y masa en la simulación D250 (página 49), los catálogos 2dFGRS sintético y observacional (página 57), y los catálogos SDSS sintético<sup>2</sup> y observacional (página 64). Se recuerda que, de acuerdo a la definición adoptada para los vacíos en este trabajo (subsección 3.1.1, página 45), éstos son regiones esféricas con fluctuaciones en densidad menores a  $\delta = -0,9$ , el centro del vacío coincide con el centro geométrico de la esfera y el radio del mismo ( $r_{void}$ ) con el radio de la esfera, la superficie definida por  $r = r_{void}$ , donde  $r$  es la coordenada radial de un sistema de coordenadas esférico centrado en el centro del vacío, corresponde al borde o límite del vacío.

---

<sup>1</sup>Se prevé que las propiedades de galaxias y halos estén relacionadas.

<sup>2</sup>Aunque las galaxias de los catálogos sintéticos 2dFGRS y SDSS son galaxias generadas a partir de modelos semianalíticos se las llamará galaxias (del catálogo sintético correspondiente) y el término galaxias semianalíticas se reservará para la muestra completa de galaxias semianalíticas en la simulación D250.

---

### 4.1.1. Funciones de correlación en una dimensión

En esta subsección se estudian las correlaciones espaciales entre los centros de los vacíos y los objetos que los rodean: galaxias, masa, halos. Se pondrá especial interés en la confrontación de resultados generados por datos sintéticos y observacionales. Se realizarán comparaciones de la estadística resultante a partir de considerar vacíos en la distribución de galaxias<sup>3</sup>, halos y masa, usando posiciones en espacio real y de redshift.

La función de correlación cruzada vacío-objeto es computada mediante el siguiente estimador,

$$\xi(r) = \frac{d_c d_o}{d_c r_o} - 1, \quad (4.1)$$

donde  $d_c d_o$  corresponde al número de pares de centro-objeto, y  $d_c r_o$  es el número de pares centro-aleatorio el cual sería medido si las posiciones de los objetos estuviesen uniformemente distribuidas en el espacio. En el caso de los catálogos, la obtención de estos pares aleatorios requiere la generación de distribuciones aleatorias de posiciones de galaxias, las cuales deben construirse reflejando las incompletitudes y cubriendo idénticas regiones y volúmenes que los catálogos. Los pares  $d_c r_o$  en la simulación D250 son calculados, simplemente, usando la densidad media de objetos en la muestra, en el cubo de la simulación numérica.

De acuerdo a la definición establecida para los vacíos, se pueden realizar conjeturas acerca del resultado de la función de correlación cruzada entre vacíos y galaxias, masa o halos. A pequeñas separaciones se espera encontrar anticorrelación más baja en amplitud que la sobredensidad máxima establecida para identificar vacíos, esto es,  $\xi < -0,9$ . Por otro lado, a separaciones suficientemente grandes,  $d \simeq r_{\text{void}}$ , se espera encontrar apartamientos de este valor y una tendencia gradual hacia un valor pequeño pero positivo para la función de correlación, indicando una población de galaxias en las paredes de los vacíos. Se espera además  $\xi \simeq 0$  a separaciones suficientemente grandes de los centros de los vacíos.

Tomando en consideración las distribuciones de tamaños de los vacíos identificados en cada muestra (figuras 3.3 y 3.4 para 2dFGRS, y 3.5 y 3.6 para SDSS) se ha otorgado preferencia, en los análisis de vacíos de un dado tamaño, a las muestras que presentan una mayor cantidad de vacíos del tamaño bajo estudio, con la intención de mejorar la calidad de los resultados estadísticos.

En los catálogos 2dFGRS se seleccionaron las siguientes muestras:

---

<sup>3</sup>En el caso de las galaxias, la estadística en espacio real sólo será posible para datos sintéticos (galaxias del catálogo sintético y muestra completa de galaxias semianalíticas).

---

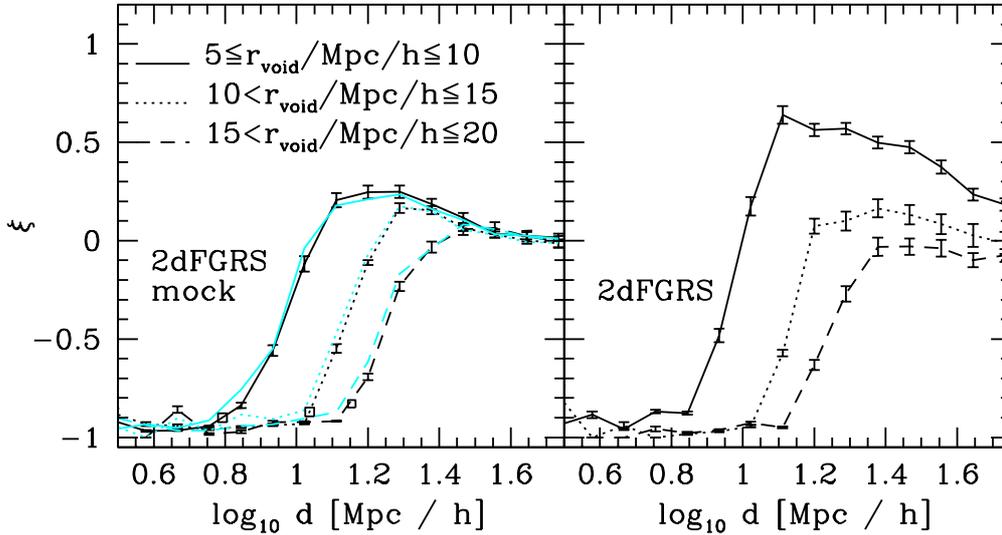


Figura 4.1: Funciones de correlación cruzada entre galaxias y vacíos en los catálogos sintético 2dFGRS (izquierda) y observacional (derecha) en función de la distancia al centro del vacío. Para el catálogo sintético, se muestran resultados en espacio el real y de redshift, en líneas cianes y negras, respectivamente, en tanto que para el catálogo observacional las líneas negras muestran los resultados en el espacio de redshift. Los diferentes tipos de líneas están asociados con diferentes submuestras e indican distintos radios de vacíos: las líneas sólidas corresponden a los radios de vacío  $5 \leq r_{\text{void}}/\text{Mpc } h^{-1} \leq 10$  y a la muestra  $S121_{2df}$ , las líneas a puntos corresponden a  $10 < r_{\text{void}}/\text{Mpc } h^{-1} \leq 15$  y  $S151_{2df}$ , y las líneas a trazos corresponden a  $15 < r_{\text{void}}/\text{Mpc } h^{-1} \leq 20$  y  $S171_{2df}$ . En cada caso, las restricciones en la muestra utilizada para la identificación de vacíos son las mismas que se consideraron para extraer las galaxias utilizadas en el cálculo de la correlación.

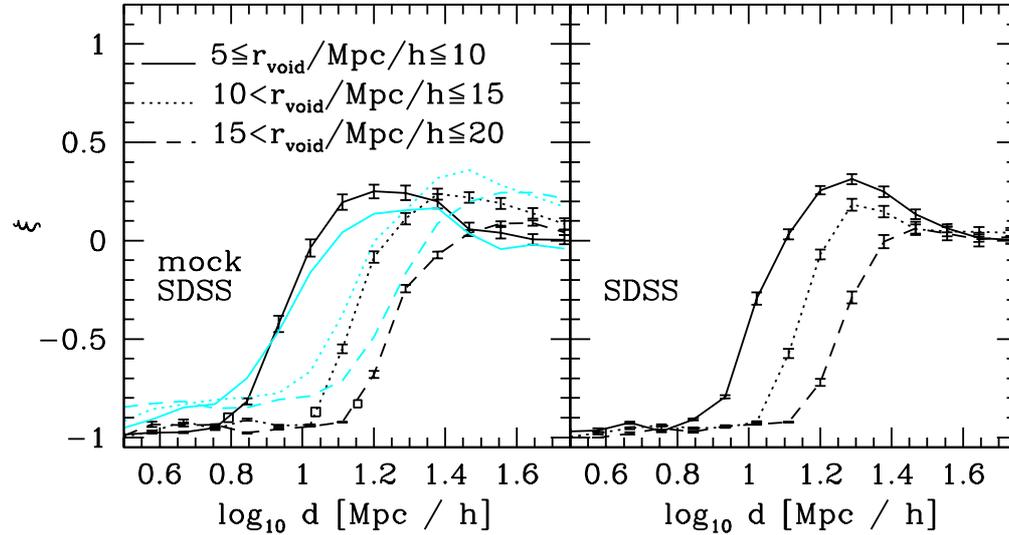


Figura 4.2: Funciones de correlación cruzada entre galaxias y vacíos en los catálogos sintético SDSS (izquierda) y observacional (derecha) en función de la distancia al centro del vacío. Para el catálogo sintético, se muestran resultados en espacio el real y de redshift, en líneas cianes y negras, respectivamente, en tanto que para el catálogo observacional las líneas negras muestran los resultados en el espacio de redshift. Los diferentes tipos de líneas están asociados con diferentes submuestras e indican distintos radios de vacíos: las líneas sólidas corresponden a los radios de vacío  $5 \leq r_{\text{void}}/\text{Mpc } h^{-1} \leq 10$  y a la muestra  $S121_{sdss}$ , las líneas a puntos corresponden a  $10 < r_{\text{void}}/\text{Mpc } h^{-1} \leq 15$  y  $S151_{sdss}$ , y las líneas a trazos corresponden a  $15 < r_{\text{void}}/\text{Mpc } h^{-1} \leq 20$  y  $S171_{sdss}$ . En cada caso, las restricciones en la muestra utilizada para la identificación de vacíos son las mismas que se consideraron para extraer las galaxias utilizadas en el cálculo de la correlación.

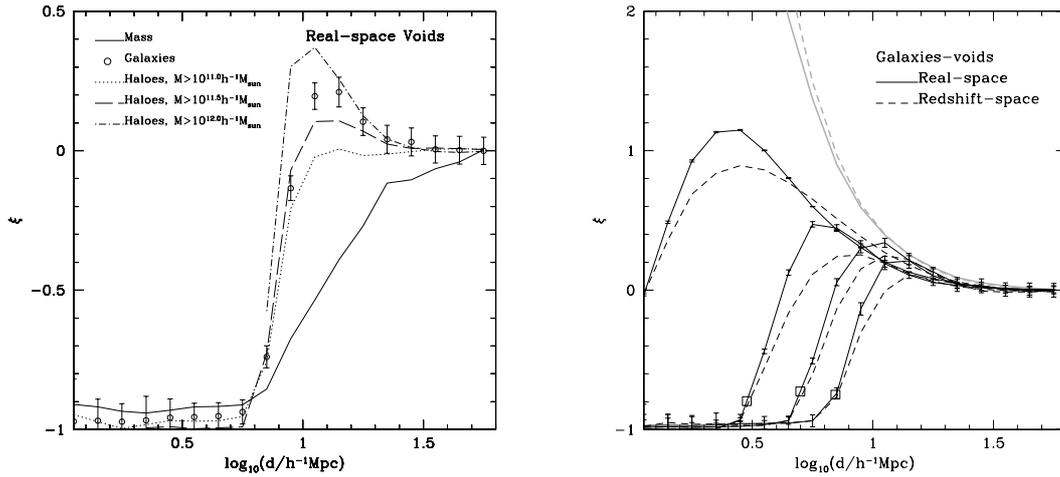


Figura 4.3: Izquierda: comparación de funciones de correlación cruzadas entre vacíos definidos por masa, halos H11, halos H11,5, halos H12, y galaxias semianalíticas (líneas sólidas, de puntos, de trazos largos, de puntos y trazos, y círculos con barras de error, respectivamente) para  $8 < r_{\text{void}}/\text{Mpc } h^{-1} < 12$ , en espacio real. Derecha: funciones de correlación cruzada en espacio real y de redshift (líneas sólidas y a trazos respectivamente) entre centros de vacíos definidos por galaxias semianalíticas identificados en espacio real y de redshift respectivamente, y galaxias semianalíticas. De izquierda a derecha, las líneas negras sólidas y a trazos representan los resultados para  $0 < r_{\text{void}}/h^{-1}\text{Mpc} < 2$ ,  $2 < r_{\text{void}}/h^{-1}\text{Mpc} < 4$ ,  $4 < r_{\text{void}}/h^{-1}\text{Mpc} < 6$ , y  $6 < r_{\text{void}}/h^{-1}\text{Mpc} < 8$ . Los cuadrados muestran los niveles de la función de correlación en  $d = r_{\text{void}}$ . Las curvas grises muestran las funciones de autocorrelación de galaxias en espacio real (líneas sólidas) y de redshift (líneas de trazos).

- $S121_{2df}$ , caracterizada por  $z_{lim} = 0.12$  y  $B_{lim} = -18.88$ ,  $5 \leq r_{void}/\text{Mpc h}^{-1} \leq 10$
- $S151_{2df}$ , caracterizada por  $z_{lim} = 0.15$  y  $B_{lim} = -19.36$ ,  $10 < r_{void}/\text{Mpc h}^{-1} \leq 15$
- $S171_{2df}$ , caracterizada por  $z_{lim} = 0.17$  y  $B_{lim} = -19.64$ ,  $15 < r_{void}/\text{Mpc h}^{-1} \leq 20$

En los catálogos SDSS tuvieron preferencia las muestras análogas:

- $S121_{sdss}$ , caracterizada por  $z_{lim} = 0.12$  y  $R_{lim} = -20.08$ ,  $5 \leq r_{void}/\text{Mpc h}^{-1} \leq 10$
- $S151_{sdss}$ , caracterizada por  $z_{lim} = 0.15$  y  $R_{lim} = -20.57$ ,  $10 < r_{void}/\text{Mpc h}^{-1} \leq 15$
- $S171_{sdss}$ , caracterizada por  $z_{lim} = 0.17$  y  $R_{lim} = -20.84$ ,  $15 < r_{void}/\text{Mpc h}^{-1} \leq 20$

La figura 4.1 muestra la función de correlación cruzada entre vacíos y galaxias en el catálogo 2dFGRS sintético (izquierda), en espacio real (líneas cianes) y de redshift (líneas negras). El panel a la derecha de la figura 4.1 muestra la función de correlación cruzada entre vacíos y galaxias en el catálogo observacional 2dFGRS en espacio de redshift. En ambos paneles los distintos tipos de líneas corresponden a distintos rangos de tamaño de radio de vacíos, tal como se señala en la figura. Las muestras de las cuales fueron extraídos los vacíos y las galaxias están indicadas en las referencias de la figura. En la figura 4.2, análoga en SDSS a la figura 4.1, se presentan los resultados de la función de correlación cruzada entre vacíos y galaxias en el catálogo SDSS sintético (izquierda), en el espacio real (líneas grises) y de redshift (líneas negras). El panel a la derecha de la figura 4.1 muestra la función de correlación cruzada entre vacíos y galaxias en el catálogo SDSS en el espacio de redshift. En ambos paneles los distintos tipos de líneas representan a distintos rangos de radio de vacíos, y son indicadas en la figura. Las muestras de las cuales fueron extraídos los vacíos y las galaxias, están indicadas en las referencias de la figura.

Los resultados de la función de correlación cruzada obtenidos utilizando el cubo completo de la simulación D250 se muestran en la figura 4.3. El panel de la derecha de la figura 4.3 representa la función de correlación cruzada entre vacíos definidos por galaxias semianalíticas y galaxias semianalíticas; las líneas sólidas y a trazos en el panel simbolizan los resultados en espacio real y

de redshift respectivamente. Los resultados para vacíos definidos por galaxias semianalíticas, halos y masa con sus respectivas contrapartes, en espacio real, se encuentran en el panel a la izquierda de la figura 4.3.

Concentrándose en los resultados para vacíos definidos por galaxias (representados en la figuras 4.1, 4.2 para los catálogos, sintéticos y observacionales, 2FGRS y SDSS respectivamente, y en el panel derecho de la figura 4.3 para las galaxias semianalíticas) puede verse que se obtiene el valor esperado  $\xi \lesssim -0,9$  a separaciones bajas en espacio real y de redshift, en todos los casos aquí analizados. Además puede notarse que, a escalas del orden del radio del vacío  $\xi(r_{\text{void}}) \simeq -0,9$  (ver los cuadrados abiertos en las figuras 4.1, 4.2 y panel derecho de la figura 4.3). Esta relación es válida independientemente del trazador empleado para identificar los vacíos (panel derecho de 4.3).

El efecto general producido al pasar de datos en espacio real a espacio de redshift, donde los vacíos son identificados en espacio de redshift y los trazadores también están en espacio de redshift, consiste en una disminución muy débil de la amplitud máxima de correlación.

Mediante la comparación de los resultados obtenidos en los catálogos de galaxias 2dFGRS y SDSS, los cuales se encuentran representados en las figuras 4.1 y 4.2 respectivamente, puede observarse que las funciones de correlación de galaxias en torno a vacíos en el 2dFGRS se caracterizan por un crecimiento más abrupto, a escalas del orden del radio del vacío, respecto al SDSS. Este resultado indica que los vacíos, y en particular sus contornos, son trazados con mayor precisión por las galaxias del 2dFGRS. Esta distinción entre las correlaciones en 2dFGRS y SDSS puede ser atribuida a las diferencias en los criterios de selección en ambos catálogos, en otras palabras, 2dFGRS selecciona preferentemente galaxias azules (en la banda  $b$ ) en tanto que SDSS tiende a detectar las galaxias rojas (en la banda  $r$ ). Adicionalmente, considerando que esta disparidad se presenta especialmente a distancias del centro de los vacíos de  $\simeq r_{\text{void}}$ , sugiere que las galaxias en los contornos o fronteras de los vacíos podrían tener características distintivas, como su color o actividad de formación estelar. Las propiedades de las galaxias del catálogo observacional 2dFGRS en función de su separación de los centros de los vacíos son estudiadas en el capítulo 7 (página 139), donde se analizan estas consideraciones.

Una característica importante adicional de las funciones de correlación representadas en las figuras 4.1, 4.2 y en el panel de la derecha de la figura 4.3 es que a separaciones  $d \simeq r_{\text{void}}$ , el valor de  $\xi$  se incrementa rápidamente alcanzando  $\xi > 0$ . Además es notable el hecho de que, la función de correlación en torno a vacíos puede ser positiva fuera del radio del vacío, en particular para

los vacíos más pequeños,  $r_{\text{void}} < 10h^{-1}\text{Mpc}$  en los catálogos (líneas sólidas en ambos paneles de las figuras 4.1 y 4.2), y  $r_{\text{void}} < 8h^{-1}\text{Mpc}$  para las galaxias semianalíticas (panel de la derecha de la figura 4.3). Este resultado señalaría que estos vacíos estarían embebidos en regiones extensas con densidad más alta que la media. Este escenario es consistente con los resultados de campos de velocidades en torno a pequeños vacíos, los cuales, según se verá en el capítulo 5, muestran movimientos sistemáticos de caída hacia el centro de los vacíos en lugar de expansión.

A partir de la comparación entre resultados provenientes de diferentes poblaciones de vacíos en el panel izquierdo de la figura 4.3, puede observarse que los vacíos definidos por la masa muestran una función de correlación cruzada más alta que los halos y las galaxias semianalíticas a  $d < r_{\text{void}}$ . Por otro lado, los halos exhiben los mismos niveles de correlación que las galaxias semianalíticas a pequeñas separaciones de los centros de los vacíos. A mayores separaciones,  $d > r_{\text{void}}$ , las partículas individuales de materia oscura están menos agrupadas que las galaxias semianalíticas. Los halos muestran un rango de amplitudes de correlación las cuales correlacionan con la masa del halo. En particular, los halos H11,5 manifiestan amplitudes de correlación consistentes con las galaxias semianalíticas y los halos H12 muestran valores de correlación más altos.

Es interesante notar, sin embargo, que independientemente de los objetos cuya distribución fue utilizada para identificar vacíos<sup>4</sup>, la función de correlación cruzada exhibe una forma cualitativamente similar, la cual, comenzando con un valor aproximadamente constante negativo a bajas separaciones, independientemente del radio del vacío, crece aproximándose al valor  $\xi = 0$  a separaciones del orden del radio del vacío. Notar que esta modificación de  $\xi$  negativa a  $\xi \simeq 0$  es más abrupta para vacíos definidos por halos y galaxias semianalíticas que para vacíos definidos por masa. Por ejemplo, para  $r_{\text{void}} > 8h^{-1}\text{Mpc}$ , los valores de la función de correlación cruzada de voids y galaxias semianalíticas son tan altos como la función de autocorrelación de galaxias  $\xi$ .

Dada la clara correlación entre el tamaño de los vacíos y la distancia a la cual la amplitud de correlación se aparta de su valor constante negativo, se han calculado además los perfiles de densidad en torno a los vacíos en función de la distancia reducida al centro de los vacíos, los cuales se presentan y examinan en la próxima sección.

---

<sup>4</sup>Se identificaron vacíos en las distribuciones de galaxias semianalíticas, halos y masa de la simulación D250 y en muestras de galaxias extraídas de los catálogos 2dFGRS y SDSS, sintéticos y observacionales.

---

## 4.2. Perfiles de densidad de galaxias

En esta sección se estudian los perfiles de densidad de galaxias en los entornos a vacíos. Se pone especial interés en el análisis de las distorsiones en los perfiles ocasionados por el empleo de posiciones de galaxias en el espacio de redshift. Adicionalmente, se comprueba la calidad de los vacíos identificados en este trabajo mediante el examen de los perfiles de densidad en función de la distancia al centro del vacío en el catálogo sintético. En la totalidad de las figuras, los errores son calculados a partir de 10 submuestras jackknife de vacíos. Con el fin de aplicar este método para la estima de errores se sigue el procedimiento estándar, a través del cual se calcula el perfil de densidad para 10 sub-catálogos de galaxias extraídos de la muestra bajo análisis. Cada uno de estos sub-catálogos consiste de la muestra real, donde una décima parte de su volumen fue removida; este procedimiento excluye aproximadamente una décima parte de las galaxias y cada miembro es removido sólo una vez. La varianza de los resultados de la muestra completa es asociada a aquella derivada a partir de los 10 sub-catálogos.

El análisis de los perfiles de vacíos resultantes de muestras diferentes arroja, generalmente, vacíos extremadamente subdensos, con densidad de galaxias aproximadamente igual a cero en regiones próximas al centro del vacío. Las densidades menores a 5 %, en promedio, son comunes en interiores de vacíos, y la densidad de galaxias se incrementa abruptamente a distancias del orden del radio del vacío. Esto permite extraer conclusiones positivas acerca de la precisión con que los contornos de los vacíos fueron determinados.

En la figura 4.4 se encuentran representados los perfiles de densidad para vacíos en el catálogo sintético 2dFGRS en espacio real y de redshift (izquierda) y para el catálogo 2dFGRS, exclusivamente en espacio de redshift (derecha). Cada uno de los tipos de línea en la figuras representa un rango de radios de vacío y corresponde a una muestra diferente en los catálogos 2dFGRS sintético y observacional, como se especifica en las referencias.

En la figura 4.5 se encuentran representados los perfiles de densidad para vacíos en el catálogo sintético SDSS en espacio real y de redshift (paneles a la izquierda) y para el catálogo SDSS, en espacio de redshift (paneles a la derecha). Los distintos tipos de línea corresponden a diferentes rangos de radios de vacío y muestras, como es explicado en la leyenda de la figura. Notar que las muestras utilizadas en esta figura corresponden a diferentes límites en magnitud absoluta para diferentes tamaños de vacíos.

Se analizan los perfiles de densidad en función de la distancia al centro del

---

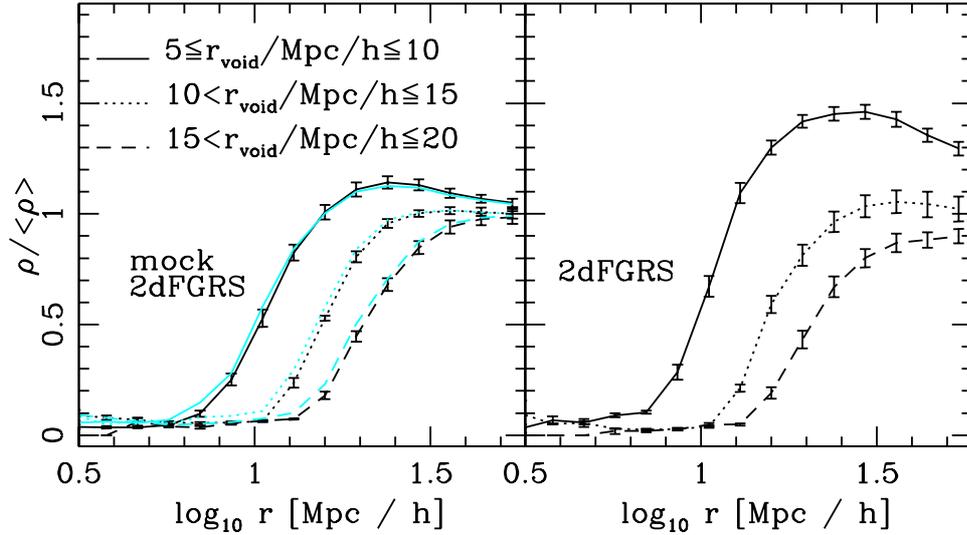


Figura 4.4: Perfiles de densidad trazados por galaxias del catálogo 2dFGRS sintético (izquierda) y observacional (derecha) en función de la distancia al centro del vacío. Para el catálogo sintético, se muestran resultados en espacio real y de redshift, en líneas cianes y negras, respectivamente. Los diferentes tipos de líneas están asociados con diferentes submuestras e indican distintos radios de vacíos: las líneas sólidas corresponden a los radios de vacío  $5 \leq r_{\text{void}} / \text{Mpc} h^{-1} \leq 10$  y a la muestra  $S121_{2df}$ , las líneas a puntos corresponden a  $10 < r_{\text{void}} / \text{Mpc} h^{-1} \leq 15$  y  $S151_{2df}$ , y las líneas a trazos corresponden a  $15 < r_{\text{void}} / \text{Mpc} h^{-1} \leq 20$  y  $S171_{2df}$ . La muestra utilizada para la identificación de vacíos es la misma que se consideró para trazar los perfiles.

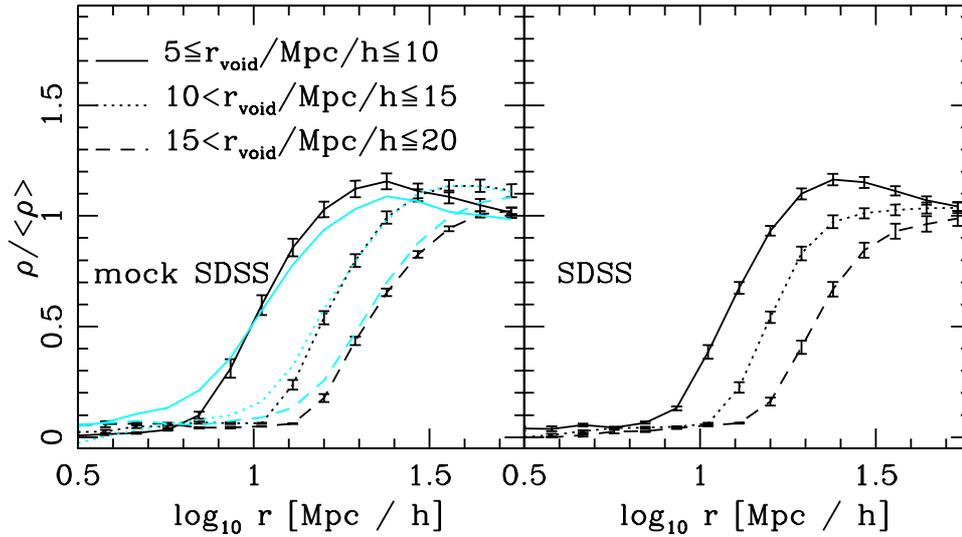


Figura 4.5: Perfiles de densidad trazados por galaxias del catálogo SDSS sintético (izquierda) y observacional (derecha) en función de la distancia al centro del vacío. Para el catálogo sintético, se muestran resultados en espacio real y de redshift, en líneas cianes y negras, respectivamente. Los diferentes tipos de líneas están asociados con diferentes submuestras e indican distintos radios de vacíos: las líneas sólidas corresponden a los radios de vacío  $5 \leq r_{\text{void}}/\text{Mpc } h^{-1} \leq 10$  y a la muestra  $S12_{sdss1}$ , las líneas a puntos corresponden a  $10 < r_{\text{void}}/\text{Mpc } h^{-1} \leq 15$  y  $S151_{sdss}$ , y las líneas a trazos corresponden a  $15 < r_{\text{void}}/\text{Mpc } h^{-1} \leq 20$  y  $S171_{sdss}$ . La muestra utilizada para la identificación de vacíos es la misma que se consideró para trazar los perfiles.

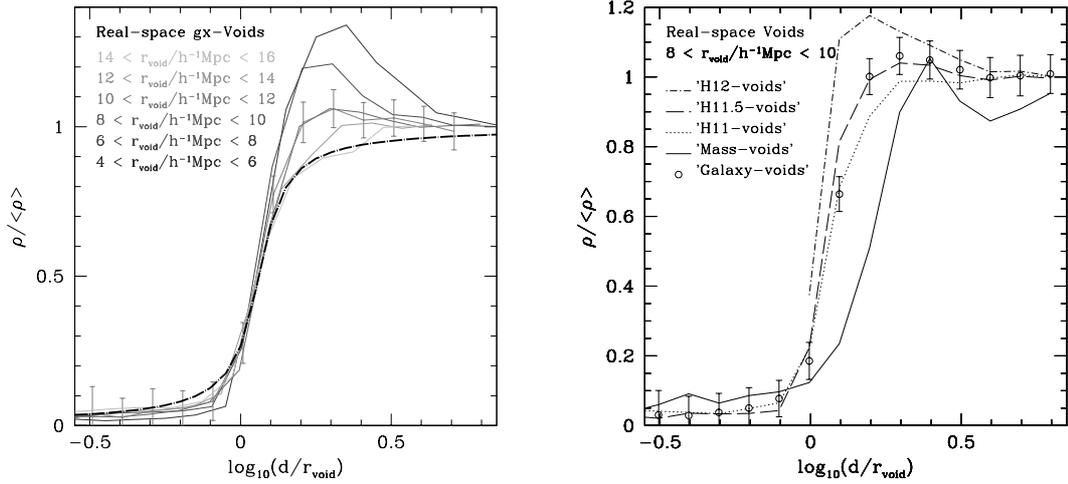


Figura 4.6: Izquierda: perfiles de densidad en espacio real en torno a los centros de vacíos definidos por galaxias semianalíticas en función de la distancia reducida,  $d/r_{\text{void}}$ . La escala de grises representa los resultados para  $8 < r_{\text{void}}/h^{-1}\text{Mpc} < 10$ ,  $10 < r_{\text{void}}/h^{-1}\text{Mpc} < 12$ ,  $12 < r_{\text{void}}/h^{-1}\text{Mpc} < 14$ , y  $14 < r_{\text{void}}/h^{-1}\text{Mpc} < 16$  (escala de grises de claro a oscuro). La línea a puntos y trazos muestra el ajuste empírico (ver en el texto) para el perfil de densidad de vacíos definidos por galaxias semianalíticas.

Derecha: comparación entre los perfiles de densidad de vacíos definidos por masa, H11, H11,5, H12, y galaxias semianalíticas (líneas sólidas, de puntos, a trazos largos, de puntos y trazos, y círculos con barras de error, respectivamente) para  $8 < r_{\text{void}}/h^{-1}\text{Mpc} < 12$ , en espacio real.

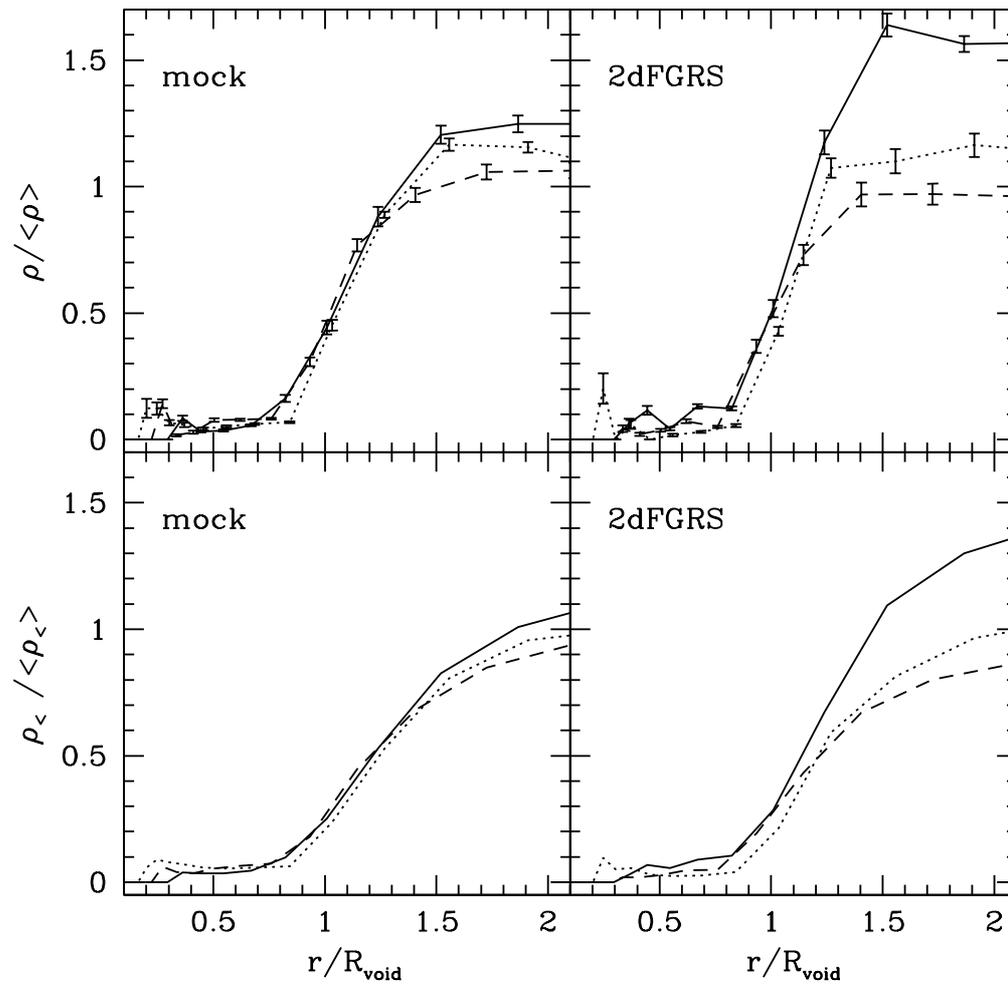


Figura 4.7: Perfiles de densidad trazados por galaxias en función de la distancia normalizada al centro del vacío. Paneles superiores: perfiles de densidad diferenciales. Paneles inferiores: perfiles de densidad cumulativos. Las muestras de galaxias y tipos de líneas son análogos a los mostrados en la figura 4.4

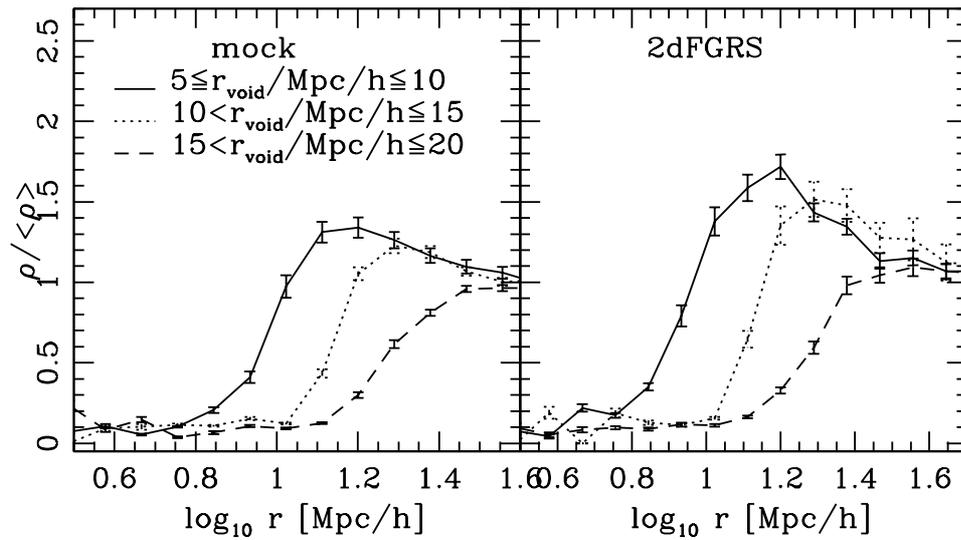


Figura 4.8: Perfiles de densidad trazados por galaxias provenientes del catálogo 2dFGRS sintético (izquierda) y observacional (derecha) en función de la distancia al centro del vacío. El perfil de densidad es trazado por galaxias más débiles que las utilizadas para realizar la identificación de vacíos; para radios en el rango  $5 \leq r_{\text{void}}/\text{Mpc h}^{-1} \leq 10$  (líneas sólidas) los vacíos son de la muestra  $S122_{2df}$  y los perfiles de  $S121_{2df}$ , para  $10 < r_{\text{void}}/\text{Mpc h}^{-1} \leq 15$  (líneas de puntos) los vacíos son de  $S152_{2df}$  y los perfiles de  $S151_{2df}$ , y, para  $15 < r_{\text{void}}/\text{Mpc h}^{-1} \leq 20$  (líneas a trazos) los vacíos son de  $S172_{2df}$  y los perfiles de  $S171_{2df}$ .

vacío en catálogos de galaxias representados en las figuras 4.4 y 4.5. Tal como puede observarse en ambas figuras, los perfiles muestran un comportamiento similar independientemente del radio del vacío. No obstante, al efectuarse un análisis detallado de los perfiles de densidad en función del radio del vacío, algunas diferencias pueden detectarse. Los perfiles de los vacíos más pequeños alcanzan valores apreciablemente mayores a 1 a distancias del orden de  $\simeq 1$  radio de vacío, mientras que los perfiles de densidad de los vacíos de mayor tamaño sólo alcanzan valores de  $\simeq 1$  a las mismas distancias ( $1r_{void}$ ).

Este comportamiento es consistente con los resultados provenientes de las galaxias semianalíticas en el cubo de la simulación D250 mostrados en el panel izquierdo de la figura 4.6. La figura contiene los perfiles de densidad trazados por las galaxias semianalíticas en función de la distancia al centro de los vacíos definidos por las galaxias semianalíticas, donde cada color corresponde a un rango diferente de tamaños de radios de vacío tal como se indica en la figura. Puede notarse que, al igual que en los perfiles obtenidos de los catálogos, a grandes separaciones,  $d/r_{void} > 1$ , los valores de los perfiles de densidad se incrementan gradualmente a medida que se consideran vacíos de menor tamaño (figura 4.6, donde los tonos de grises variando gradualmente de claro a oscuro representan rangos decrecientes de radios de vacíos, como se indica en la figura).

La comparación entre los perfiles de densidad de diferentes poblaciones de vacíos en la simulación D250, expuestos a la derecha en la figura 4.6, arroja resultados similares a los obtenidos a partir de la comparación de las funciones de correlación cruzadas. Específicamente, se encuentra que los perfiles de densidad de vacíos definidos por masa son más bajos en amplitud que los correspondientes a vacíos definidos por galaxias semianalíticas. Se observa además, que estos últimos poseen amplitudes similares a los perfiles de densidad de vacíos definidos por halos, de acuerdo a resultados obtenidos, utilizando simulaciones numéricas, por Gotlöber et al. (2003).

En el caso de los catálogos sintéticos 2dFGRS y SDSS, se consideran los perfiles de densidad en espacio real y de redshift ( $\delta_{rs}$  y  $\delta_{zs}$ , líneas cianes y negras, respectivamente) y se los representa en el panel izquierdo de la figura 4.4 para 2dFGRS y en el panel izquierdo de la figura 4.5 para SDSS. Como puede ser visualizado en ambas figuras, los perfiles muestran la misma forma en espacio real y de redshift, sin embargo, una sutil discrepancia puede ser apreciada a escalas del orden del radio del vacío, donde la distorsión en la forma del vacío, ocasionada por el uso de redshifts, introduce una sobreestimación del radio del vacío en espacio de redshift. La distorsión en espacio de redshift esta asociada a la expansión de las paredes de los vacíos, las cuales lucen

elongadas en la dirección de la línea de la visual (Ryden, 1995). Es probable que este mismo efecto sea responsable de las diferencias entre los perfiles en espacio real y de redshift a distancias menores al radio del vacío. Los perfiles de densidad en espacio real y de redshift tienden a ser semejantes a distancias mayores que el radio del vacío. No obstante, a partir de la comparación de los tamaños relativos de los efectos de la distorsión en el espacio de redshift y el tamaño de las barras de error en los perfiles de densidad, se encontró que este efecto sistemático era despreciable dentro de los errores y en consecuencia no se lo corrigió.

Con el propósito de realizar comparaciones con trabajos previos se calculan perfiles de densidad diferenciales en función de la distancia normalizada al centro del vacío en los catálogos 2dFGRS sintético y observacional, en espacio de redshift, obteniéndose los resultados mostrados en los paneles inferiores de la figura 4.7. Los perfiles de densidad diferencial correspondientes están expuestos en los paneles superiores de la figura 4.7. Tal como puede observarse en los paneles inferiores, las densidades cumulativas obtenidas en este trabajo convergen a la densidad media a distancias del orden de dos radios de vacío, en tanto que los perfiles de los vacíos obtenidos por Hoyle & Vogeley (2004) se mantienen por debajo de la densidad media. La pendiente de la densidad cumulativa a escalas de la pared del vacío en Hoyle & Vogeley (2004) resulta menor que la obtenida en este trabajo, a pesar de haber sido seleccionados teniendo la misma densidad de galaxias en los interiores de los vacíos. Esta discrepancia podría ser consecuencia del algoritmo de identificación de los vacíos. Resulta interesante notar que, además, los perfiles que se encuentran en los paneles superiores de la figura 4.7, son similares a los resultados de Benson y colaboradores, (2003), los cuales son obtenidos a partir de materia oscura y galaxias en simulaciones semianalíticas.

El siguiente análisis es llevado a cabo con el objetivo de investigar la posible existencia de una población de galaxias débiles en el interior de los vacíos; por otra parte, posibilita el estudio de variaciones de la población de galaxias en vacíos y sus posibles consecuencias en la identificación y dinámica de los mismos. Se examina la distribución de galaxias más débiles que las utilizadas en la identificación de vacíos, en los interiores de vacíos. Con el propósito de hacer esto, se calculan los perfiles de densidad de vacíos usando muestras que incluyan galaxias con magnitudes más débiles en 0,7 que aquellas utilizadas para identificar a los vacíos en los catálogos 2dFGRS sintético y observacional. La figura 4.8 muestra los resultados obtenidos, donde se representan los perfiles de densidad en función de la separación del centro de los vacíos. Estos

---

últimos corresponden a las muestras  $S122_{2df}$   $S152_{2df}$   $S172_{2df}$ , en tanto que los perfiles de densidad son trazados por galaxias provenientes de las muestras  $S121_{2df}$ ,  $S151_{2df}$  y  $S171_{2df}$  (caracterizadas por magnitudes  $B_{lim}$  más débiles), respectivamente. Los resultados obtenidos con el catálogo sintético 2dFGRS se muestran en el panel de la izquierda y a la derecha se muestran los del catálogo observacional 2dFGRS. Tal como puede apreciarse en la figura no se encuentra una cantidad significativa de galaxias débiles llenando los volúmenes de los vacíos. Es factible entonces considerar que los vacíos, ciertamente, están prácticamente desiertos, y, en consecuencia, los perfiles de densidad obtenidos a partir de una muestra completa de galaxias pueden aproximarse al perfil de densidad trazado por la masa (consistente con los resultados de la simulación, ver figura 4.6). Este resultado tiene consecuencias dinámicas importantes, las cuales se desarrollarán en detalle en los capítulos 5 y 6.

---

## Parte III

### **Dinámica en regiones subdensas**



## Capítulo 5

# DINÁMICA CON VELOCIDADES PECULIARES

Se estudian las propiedades dinámicas de vacíos en la distribución de galaxias, partículas y halos en simulaciones, y en catálogos sintéticos de galaxias con velocidades peculiares, se pone especial atención en el análisis de las implicancias de la dinámica de vacíos en el paradigma jerárquico de formación de estructuras. Se contrastan los campos de velocidades peculiares trazados por galaxias semianalíticas, masa y halos en la simulación. Se examinan los efectos de la utilización de posiciones en espacio de redshift en las propiedades dinámicas de los vacíos, en catálogos sintéticos y simulaciones. Se investigan las posibles relaciones entre los máximos de expansión con el tamaño de los vacíos y la escala a la que éstos ocurren. Adicionalmente, se analiza la dispersión de velocidades peculiares de galaxias en la dirección paralela y perpendicular a la pared de los vacíos, en catálogos sintéticos y en la simulación. En la totalidad de los análisis estadísticos aquí realizados se estudia el efecto producido por los errores de las velocidades peculiares en los resultados, con el propósito de evaluar la posibilidad de aplicar este estudio a futuros catálogos de velocidades peculiares. Este capítulo contiene parte de los resultados publicados en Padilla, Ceccarelli & Lambas (2005) y Ceccarelli et al. (2006a, 2006b, 2007).

Las extensas regiones subdensas en el Universo poseen características dinámicas propias, cuyo impacto en la distribución de materia en gran escala es comparable al de las sobredensidades. La influencia dinámica de los vacíos es opuesta al efecto de los picos de densidad, debido a que la gravedad local en esas regiones es menor que la gravedad media. Consecuentemente, la materia fluirá desde las regiones subdensas dirigiéndose hacia regiones de más alta densidad. Los estudios de los campos de velocidades peculiares trazados por galaxias en el entorno al vacío local son consistentes con un movimiento de expansión (Faber & Burstein, 1988).

Las dos propiedades más sobresalientes de las regiones subdensas encontradas en simulaciones consisten en:

- La expansión respecto al fondo de densidad homogéneo, en virtud que estas regiones, evidentemente, poseen densidad negativa en un campo subyacente uniforme, en contraste con el colapso característico de las regiones sobredensas.
- El hecho que los pequeños apartamientos de la esfericidad en la forma de los vacíos disminuyen su tamaño en el transcurso del proceso de expansión.

## 5.1. Campos de velocidades peculiares en el entorno a vacíos

Teniendo en cuenta la formulación de la teoría de formación de estructura descrita en el capítulo 2.2.1, los objetos que se encuentran en una región con contraste de densidad negativo tenderán a moverse hacia regiones sobredensas. Por lo tanto, las galaxias en las regiones interiores a los vacíos y en las paredes de estos, serán atraídas por el material exterior al vacío, produciendo un movimiento de corriente en gran escala en la forma de un flujo desde el centro del vacío hacia el exterior. Esta expansión de los vacíos se reflejaría en un conjunto de localizaciones con un campo local divergente de velocidades.

Por otra parte, en regiones sobredensas, el estudio estadístico de los campos de velocidades peculiares en los entornos a grupos de galaxias utilizando velocidades peculiares observacionales sólo ha sido posible recientemente (Cecarelli et al. 2005, C05 a partir de aquí). Estos campos están caracterizados por movimientos de caída de las galaxias hacia los centros de los grupos (*infall*), también es posible estudiar los movimientos de expansión de material

---

(*outflow*) escapando de los volúmenes vacíos. Una motivación adicional para el estudio de los movimientos de expansión es que, como ha sido mostrado en C05, los movimientos de caída de la masa y las galaxias hacia el centro de grupos son prácticamente idénticos, siendo las velocidades de caída de las galaxias sólo levemente más altas que las de la masa. Puede ser posible entonces, obtener mediciones confiables de las velocidades medias con que la masa abandona los volúmenes ocupados por vacíos mediante el estudio de las velocidades peculiares de galaxias en los entornos a los mismos.

Las investigaciones acerca de la expansión de los vacíos han sido llevadas a cabo, en su mayoría, en simulaciones numéricas y galaxias semianalíticas por diversos autores. Por ejemplo, Regos & Geller (1991) han estudiado la evolución de vacíos en simulaciones numéricas obteniendo, en paredes de vacíos, movimientos peculiares de corriente a gran escala en la dirección de la pared. Dubinski y colaboradores, (1993) han analizado el campo de velocidades peculiares en los entornos a vacíos en simulaciones. Otro trabajo relacionado fue desarrollado por Seth & van de Weygaert (2004), quienes estudiaron la evolución del tamaño de los vacíos en simulaciones.

### 5.1.1. Amplitud del campo de velocidades peculiares

La amplitud del campo de velocidades peculiares es calculada en torno a los centros de los vacíos mediante las componentes en la línea de la visual<sup>1</sup> de las velocidades peculiares de las galaxias en los catálogos sintéticos 2dFGRS y SDSS<sup>2</sup>, considerando un movimiento de expansión radial y esféricamente simétrico. Debe ser notado que, debido a que los catálogos observacionales 2dFGRS y SDSS no contienen datos relacionados con las velocidades peculiares, no existe la posibilidad de aplicar este método a esos catálogos en particular. Consecuentemente, la totalidad de los análisis en este capítulo están restringidos a los catálogos sintéticos, además de las galaxias semianalíticas y

---

<sup>1</sup>A las componentes radiales de las velocidades peculiares se las llamará componentes en la línea de la visual para diferenciarlas de las componentes de las velocidades peculiares proyectadas en la dirección radial desde el centro de los vacíos.

<sup>2</sup>Como fue explicado en la subsección 1.1.4, en los catálogos sintéticos se podría disponer de las tres componentes de la velocidad peculiar de cada galaxia. Debido a que en las observaciones sólo es posible determinar la proyección de la misma en la línea de la visual, durante la construcción de los catálogos sintéticos se proyectan las velocidades peculiares en la dirección de la visual. Se recuerda además, que las velocidades peculiares denotan los apartamientos de la expansión general del Universo, en otros términos, la velocidad peculiar es la velocidad inducida en los objetos (masa, halos y galaxias) por los potenciales gravitatorios generados por las fluctuaciones en la densidad de materia.

---

halos de materia oscura de la simulación D250, descrita en la sección 3.2. Cabe mencionar que el exiguo número de relevamientos de galaxias con velocidades peculiares se debe a que la determinación de distancias de galaxias es un proceso complejo, que requiere la observación detallada de cada galaxia, la obtención de datos fotométricos y espectroscópicos precisos y el posterior tratamiento de estos datos.

Considerando los resultados del análisis llevado a cabo en la subsección 3.3.2 acerca de la conveniencia, en términos estadísticos, de la utilización de diferentes muestras con el propósito de explorar propiedades en vacíos de distintos tamaños<sup>3</sup>, se resolvió considerar tres muestras distintas para el estudio detallado de tres rangos de radios de vacíos. La selección de muestras incluye, en el catálogo sintético 2dFGRS:

- $S121_{2df}$ , caracterizada por  $z_{lim} = 0.12$  y  $B_{lim} = -18.88$ ,  $5 \leq r_{void}/\text{Mpc h}^{-1} \leq 10$
- $S151_{2df}$ , caracterizada por  $z_{lim} = 0.15$  y  $B_{lim} = -19.36$ ,  $10 < r_{void}/\text{Mpc h}^{-1} \leq 15$
- $S171_{2df}$ , caracterizada por  $z_{lim} = 0.17$  y  $B_{lim} = -19.64$ ,  $15 < r_{void}/\text{Mpc h}^{-1} \leq 20$

y en el catálogo sintético SDSS:

- $S121_{sdss}$ , caracterizada por  $z_{lim} = 0.12$  y  $R_{lim} = -20.08$ ,  $5 \leq r_{void}/\text{Mpc h}^{-1} \leq 10$
- $S151_{sdss}$ , caracterizada por  $z_{lim} = 0.15$  y  $R_{lim} = -20.57$ ,  $10 < r_{void}/\text{Mpc h}^{-1} \leq 15$
- $S171_{sdss}$ , caracterizada por  $z_{lim} = 0.17$  y  $R_{lim} = -20.84$ ,  $15 < r_{void}/\text{Mpc h}^{-1} \leq 20$

De acuerdo a la hipótesis de simetría esférica y teniendo en cuenta que, en los catálogos sintéticos, sólo se utiliza la componente de la velocidad peculiar en la dirección de la visual, para cada rango de distancias galaxia-vacío se espera obtener una variación entre la velocidad peculiar de una galaxia y su posición, relativa al centro del vacío y al observador. Con la finalidad de cuantificar esta

---

<sup>3</sup>Como ya se describió en la subsección 3.3.2, las muestras densas son convenientes para el estudio de vacíos pequeños, en tanto que las muestras extensas lo son para analizar vacíos de gran tamaño.

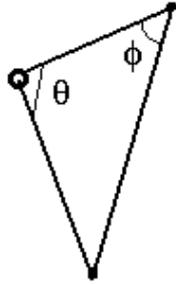


Figura 5.1: Esquema de los ángulos que fijan las posiciones relativas del centro del vacío, una galaxia cercana y el observador. Donde, si se piensa a cada uno como los vértices de un triángulo,  $\theta$  está dado por el vértice que ocupa el centro del vacío,  $\phi$  está en el vértice correspondiente a la galaxia y el vértice restante corresponde al observador.

relación se introduce el ángulo  $\theta$ , el cual es determinado por la intersección entre el segmento de recta que une a la galaxia con el centro del vacío y a este último con la posición del observador (ver el esquema representado en la figura 5.1.1). Aceptando la hipótesis de simetría esférica, la velocidad peculiar radial respecto al centro de los vacíos tendrá un factor adicional  $\cos(\theta)$  debido al efecto de proyección en la línea de la visual. Resulta conveniente entonces considerar esta modulación en las amplitudes de las velocidades peculiares con el propósito de caracterizar al campo de velocidades peculiares, de manera que, si éste es efectivamente radial, se deberán encontrar variaciones lineales con  $\cos(\theta)$ . En particular, los movimientos de expansión estarán representados por rectas con pendiente negativas, en tanto que, valores positivos en la pendiente denotarán movimientos de caída hacia el centro del vacío. Las amplitudes medias de los campos de velocidades peculiares se obtuvieron a partir del análisis de la variación de la velocidad peculiar media de las galaxias con  $\cos(\theta)$ , la cual fue descrita mediante una relación lineal. En esta representación del campo de velocidades peculiares la amplitud del campo, correspondiente a la velocidad peculiar media en la dirección radial al centro de los vacíos, está directamente relacionada con la pendiente de la recta. Ésto fue llevado a cabo para determinar la velocidad de expansión de los vacíos en los catálogos sintéticos 2dFGRS

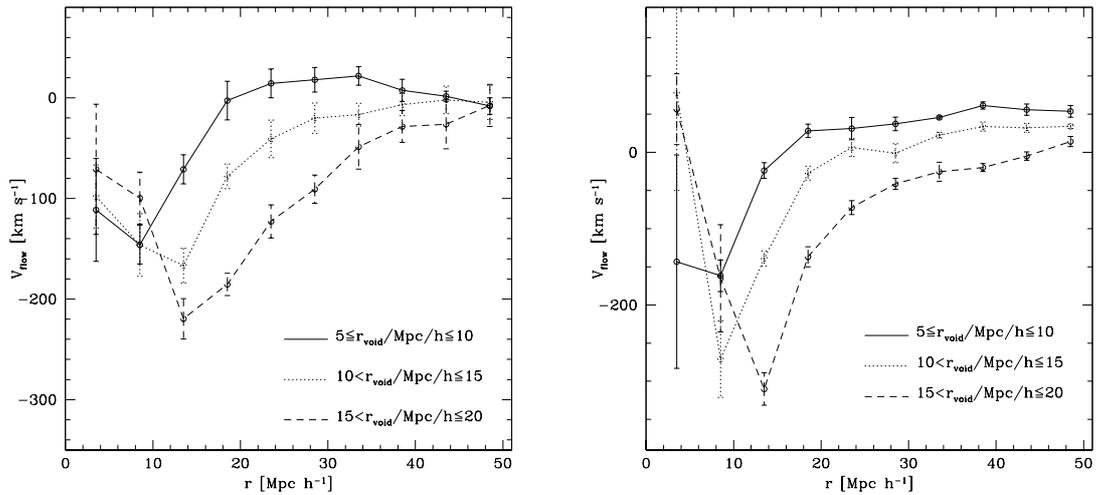


Figura 5.2: Izquierda: Velocidad de expansión en función de la distancia a los centros de los vacíos derivada a partir de velocidades peculiares en el catálogo sintético 2dFGRS. Los diferentes tipos de línea corresponden a rangos de radio de vacío diferentes y son obtenidos mediante diferentes muestras (líneas sólidas,  $5 \leq r_{\text{void}}/\text{Mpc } h^{-1} \leq 10$  y  $S121_{2df}$ , líneas de puntos,  $10 < r_{\text{void}}/\text{Mpc } h^{-1} \leq 15$  y  $S151_{2df}$ , líneas a trazos,  $15 < r_{\text{void}}/\text{Mpc } h^{-1} \leq 20$  y  $S171_{2df}$ ). Derecha: Velocidad de expansión en función de la distancia a los centros de los vacíos derivada a partir de velocidades peculiares en el catálogo sintético SDSS. Los tipos de líneas diferentes corresponden a los mismos radios de vacíos que la figura a la izquierda, y son obtenidos mediante las muestras análogas para SDSS:  $S121_{sdss}$ ,  $S151_{sdss}$  y  $S171_{sdss}$ .

y SDSS.

En la figura 5.2, las amplitudes del campo de velocidades peculiares son representados en función de la distancia al centro del vacío, y fueron derivadas a partir de las velocidades peculiares de las galaxias en los catálogos sintéticos 2dFGRS (izquierda) y SDSS (derecha). Los tipos de líneas diferentes corresponden a diferentes radios de vacíos y muestras (ver la leyenda de la figura para una explicación detallada). Tal como puede observarse en la figura, la velocidad mínima ocurre a distancias del orden del radio del vacío, con la particularidad que vacíos mayores muestran una amplitud de velocidades mínima, correspondiente a la máxima expansión, a mayores distancias del centro del vacío. El valor absoluto de la velocidad mínima (máxima expansión) es mayor para vacíos más grandes, las velocidades de expansión máximas alcanzan aproximadamente 150 km/s para los vacíos más pequeños y ascienden a valores mayores a 200 km/s para los vacíos más extensos.

A mayores distancias de los centros de los vacíos, las velocidades peculiares tienden a  $v = 0$ , tal como es esperado, dada la falta de correlación de estructuras a esas escalas. Además, debería notarse que la señal de expansión continúa estando presente a distancias mayores que el tamaño del vacío.

Los vacíos más pequeños, ( $r_{\text{void}} < 10h^{-1}\text{Mpc}$ , líneas sólidas en ambos paneles de la figura 5.2) exhiben velocidades peculiares positivas a distancias del orden de dos radios de vacío, y conservan valores positivos sobre un amplio rango de distancias hasta, finalmente, retornar a  $V_{\text{flow}} = 0$  km/s. Esta transición en las regiones cercanas a los vacíos, cambiando de movimientos de expansión a contracción revela que éstos pueden estar inmersos en regiones de alta densidad, las cuales serían responsables de los movimientos de caída de las galaxias hacia los centros de los vacíos. Notar además, que la amplitud de tales movimientos es pequeña comparada con los movimientos de caída de objetos que se encuentran en los entornos a grupos de galaxias (C05). El movimiento de caída o colapso de cáscaras de vacíos, provocado por sobredensidades circundantes, se encuentra relacionado con la evolución de vacíos analizada por Sheth & van de Weygaert (2004) en simulaciones numéricas de gran escala, donde dos procesos fueron esquematizados para describir la evolución de vacíos: el proceso vacío-en-vacío (*void-in-void*) y el proceso vacío-en-nube (*void-in-cloud*). El proceso vacío-en-nube hace referencia a pequeños vacíos embebidos en regiones densas, los cuales se caracterizan por poseer colapso en lugar de expansión. De manera que, los movimientos de caída de los objetos a los vacíos pequeños pueden estar relacionados con el colapso en el proceso vacío-en-nube. Por otro lado, en la expansión de vacíos vecinos se podría originar una contribución a estos movimientos de caída.

Se pretende realizar comparaciones de las velocidades de expansión de los vacíos en catálogos, con los que resultan de analizar galaxias semianalíticas, masa y halos de materia oscura en la simulación D250. Con el objetivo de hacer ésto se proyectan las velocidades peculiares<sup>4</sup> de las galaxias semianalíticas, los halos de materia oscura y las partículas en la dirección radial, medida hacia los centros de vacíos. Adicionando la contribución de todas las partículas individuales, halos o galaxias semianalíticas juntas, y promediando el resultado, se obtiene la dependencia de los movimientos de expansión en función de la distancia al vacío,  $d$  o  $r$ , y al radio del vacío,  $r_{\text{void}}$ . Nuevamente, con las definiciones establecidas de esta manera, una velocidad peculiar positiva indica caída hacia el centro del vacío, mientras que una velocidad peculiar negativa indica expansión.

---

<sup>4</sup>Notar que en este caso se cuenta con las 3 componentes de la velocidad peculiar.

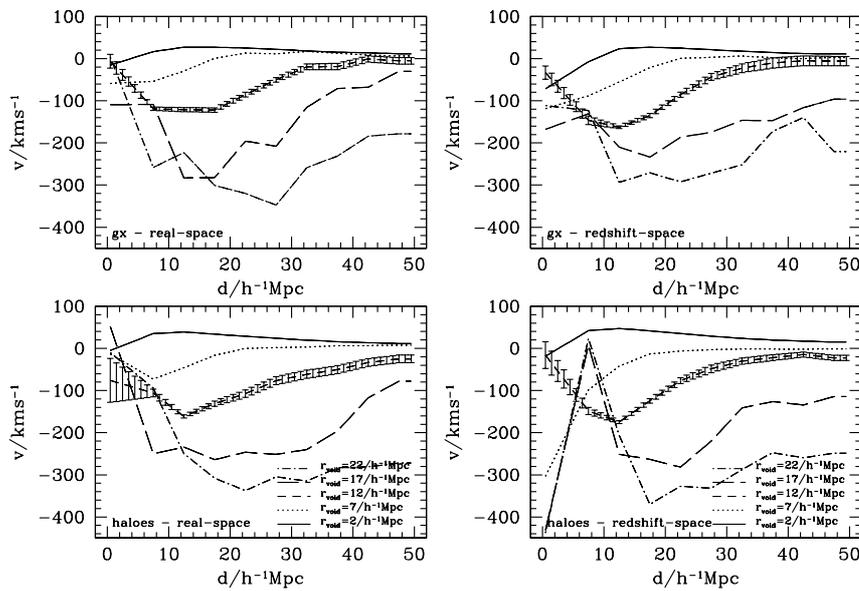


Figura 5.3: Velocidades de expansión de galaxias semianalíticas (panel superior) y halos (panel inferior) en función de la distancia al centro del vacío, en los entornos a vacíos identificados con galaxias semianalíticas y halos con datos en espacio real y de redshift (paneles a la izquierda y derecha, respectivamente). Por claridad, las barras de errores se muestran sólo para  $r_{\text{void}} = 12h^{-1}\text{Mpc}$ . Los rangos de  $r_{\text{void}}$  son mostrados en las referencias de la figura.

Se analiza la dependencia de la velocidad de expansión con la distancia al centro del vacío para galaxias semianalíticas y halos en la simulación D250 (descrita en la sección 3.2). La velocidad de expansión en función de la distancia para diferentes tamaños de vacíos puede observarse en la figura 5.3. En esta figura, los paneles a la izquierda y derecha muestran resultados para espacio real y de redshift respectivamente; los paneles superiores muestran resultados para la distribución de galaxias semianalíticas en tanto que los inferiores para la distribución de halos H11,5. Los diferentes tipos de líneas representan diferentes tamaños de radios de vacíos y las correspondencias están indicadas en cada panel.

En general, puede observarse un excelente acuerdo entre los resultados obtenidos a partir de los catálogos sintéticos (figura 5.2 y los correspondientes a las galaxias semianalíticas y halos en la simulación D250 (figura 5.3). Los vacíos más grandes alcanzan un mínimo de velocidad (o una máxima expansión) a mayores separaciones. Además, la expansión es más intensa para vacíos de mayor tamaño.

Asimismo, la figura 5.3 muestra que los vacíos más pequeños ( $r_{\text{void}} < 10h^{-1}\text{Mpc}$ ) exhiben una rápida transición en las regiones muy cercanas al vacío, donde los movimientos de expansión se transforman en colapso. Este comportamiento es análogo al encontrado en los catálogos sintéticos (figura 5.2). Se investigan, además, las diferencias provenientes de identificar vacíos en las distribuciones de galaxias semianalíticas y halos de materia oscura, representadas en la figura 5.3. En esta visualización, los vacíos definidos por galaxias semianalíticas tienden a mostrar campos de velocidades de expansión levemente más intensos que los vacíos definidos por halos H11,5, y además, los vacíos pequeños definidos por galaxias semianalíticas y halos muestran un suave movimiento de caída hacia el centro. Los efectos de la selección en espacio de redshift consisten, básicamente, en una reducción del rango de velocidades en los entornos a vacíos; en otros términos: los valores extremos para los movimientos de caída y expansión, correspondientes a la máxima y mínima velocidad peculiar respectivamente, son más bajos en valor absoluto. Este comportamiento se observa para vacíos definidos por galaxias semianalíticas y por halos H11,5. Dichos efectos deben ser tenidos en cuenta cuando se realizan comparaciones de datos observacionales de la dinámica de galaxias en torno a vacíos con las predicciones teóricas correspondientes.

---

### Efecto de los errores en la determinación de distancias

Con el objetivo de examinar la posibilidad de extender los estudios presentados en el presente capítulo a datos observacionales se asignan errores a las velocidades peculiares de las galaxias de los catálogos sintéticos. Se pretende que los errores asignados sean consistentes con los correspondientes a distancias determinadas observacionalmente.

Con el propósito de hacer esto, se aplica a las velocidades peculiares de los catálogos sintéticos 2dFGRS y SDSS, una incerteza aleatoria proporcional al 10 % de la distancia en espacio de redshift, con el fin de estudiar el efecto que tendrían, en la amplitud del campo de velocidades peculiares, las incertezas observacionales en la medición de distancias<sup>5</sup>. De acuerdo a lo esperado, el efecto más notable provocado por las incertezas en la determinación de distancias está dado por una sobreestimación de la amplitud del campo de velocidades peculiares, especialmente en las muestras más profundas. Las amplitudes de velocidad peculiar resultantes se muestran en las líneas cianes de la figura 5.4, en tanto que, las líneas en rojo corresponden a las velocidades de expansión resultantes para el caso en que no se incluyen errores en la determinación de distancias.

Tal como puede apreciarse en la figura 5.4, se observa un fuerte corrimiento de las velocidades de expansión hacia valores más negativos. Para los vacíos mayores (líneas a trazos) por ejemplo, la velocidad de máxima expansión, varía de 200 km/s a 400 km/s, lo que implica un incremento sistemático del 100 % causado por la inclusión de incertezas en la determinación de distancias.

La mayor contribución a los errores en la determinación de distancias está dada por galaxias tales que el ángulo subtendido por el observador y la galaxia desde el centro del vacío sea próximo a  $\pi/2$ . En estos casos, el corrimiento en la velocidad de expansión (producto de la inclusión de errores) se ve incrementado por un efecto de proyección<sup>6</sup>, según el cual, la componente de la velocidad peculiar en la dirección radial al centro del vacío es prácticamente nula, y la proyección provoca grandes velocidades de expansión espurias responsables del corrimiento sistemático. En consecuencia, el análisis se repite teniendo en cuenta exclusivamente a las galaxias cuya posición forme ángulos menores a  $\pi/4$  con línea de la visual (vistas desde el centro del vacío). Los

---

<sup>5</sup>Se adoptan errores proporcionales a la distancia, en concordancia con errores típicos de distancias determinadas por el método de Tully-Fischer, uno de los indicadores de distancias extragalácticas más utilizados (Tully & Fisher, 1977).

<sup>6</sup>Este efecto es ocasionado por el uso de la componente en la dirección de la visual de las velocidades peculiares para inferir la velocidad de expansión.

---

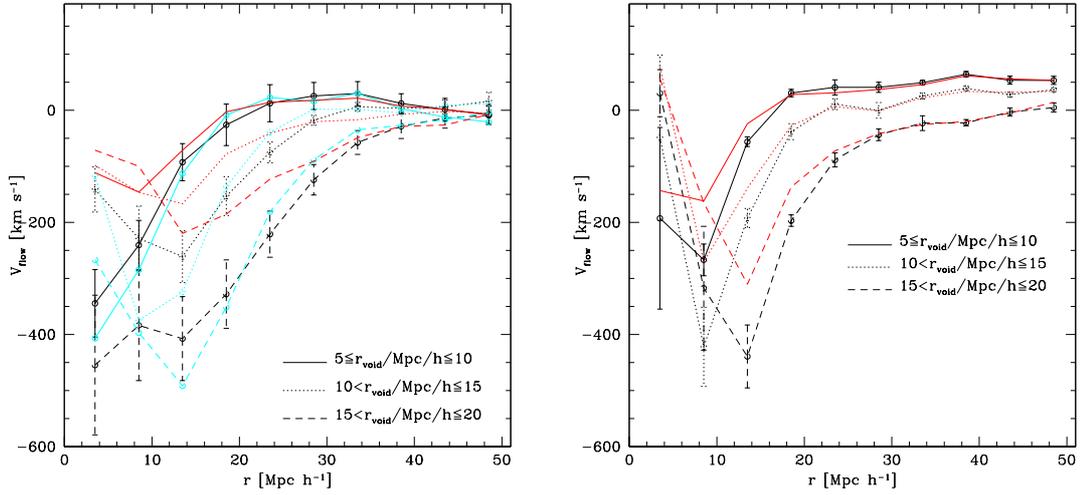


Figura 5.4: Izquierda: Amplitud del campo de velocidades peculiares en función de la distancia al centro del vacío, con errores en la determinación de distancias incluidos, en el catálogo sintético 2dFGRS. Las líneas rojas, sin barras de error, corresponden a las velocidades de expansión obtenidas a partir de datos, sin errores, de velocidades peculiares; las líneas cianes muestran los resultados cuando se incluyen errores en las velocidades peculiares; las líneas negras muestran los resultados utilizando velocidades peculiares de galaxias, con errores incluidos, cuyas posiciones estén en un ángulo menor a 45 grados de la línea de la visual con el centro del vacío. Los diferentes tipos de líneas corresponden a diferentes rangos de radios de vacíos y muestras, análogamente al panel a la izquierda en la figura 5.2 Derecha: Amplitud del campo de velocidades peculiares en función de la distancia al centro del vacío con errores en la determinación de distancias incluidos en el catálogo sintético SDSS. Se muestran las velocidades peculiares, con errores incluidos, de galaxias formando un ángulo de 45 grados entre la línea de la visual y el centro del vacío (líneas negras) y las velocidades peculiares sin errores (líneas rojas). Los tipos de líneas representan las mismas muestras y radios de vacíos que en el panel a la derecha en la figura 5.2.

resultados se muestran en líneas negras en ambos paneles de la figura 5.4, para los catálogos sintéticos 2dFGRS (izquierda) y SDSS (derecha). Como puede observarse mediante la comparación de las líneas cianes y rojas en el panel a la derecha, el corrimiento sistemático en las amplitudes del campo, generado por la asignación de errores a las velocidades peculiares, es notablemente menor en este caso.

### 5.1.2. Amplitud máxima de expansión

La existencia de una relación entre el tamaño del vacío y la distancia de ocurrencia de la velocidad de expansión máxima<sup>7</sup> es fuertemente sugerida por los resultados obtenidos en las subsecciones precedentes. La distancia de la máxima velocidad de expansión parece ser determinada de una manera muy sencilla por el radio del vacío. Con el propósito de caracterizar tal relación mediante un método más cuantitativo se estudian las líneas de contorno de la velocidad de expansión en función del radio del vacío y la distancia al centro del vacío.

Las líneas de contorno de la velocidad de expansión medidas directamente a partir de las velocidades peculiares se encuentran graficadas en el panel izquierdo de la figura 5.5, para galaxias del catálogo 2dFGRS sintético. En la figura 5.5, el eje de las abscisas representa el radio del vacío y el eje de las ordenadas la distancia al centro del vacío. Las líneas sólidas en la figura 5.5, las cuales simbolizan velocidades positivas (i.e. caída de galaxias hacia el centro del vacío), sólo se encuentran presentes para vacíos pequeños ( $r_{void} < 11\text{Mpc h}^{-1}$ ) a escalas relativamente grandes en comparación al tamaño del vacío. Es posible notar fácilmente la manera en que las grandes velocidades de expansión ( $v_{out} < -100\text{ km/s}$ ) se registran en los entornos a los vacíos más extensos (con radios  $r_{void} > 14\text{Mpc h}^{-1}$ ) y a distancias comprendidas en el rango  $10 < r\text{Mpc h}^{-1} < 20$ . Obsérvese que este rango está aproximadamente centrado en el radio promedio de los vacíos. El panel a la derecha exhibe los resultados obtenidos cuando son asignados errores similares a las incertezas en la determinación de distancias, a las velocidades peculiares del catálogo 2dFGRS sintético. Como puede apreciarse, una relación entre el radio del vacío y la distancia correspondiente a la velocidad de expansión máxima se evidencia claramente; no obstante, como consecuencia de la magnitud de los errores de las velocidades peculiares, las velocidades de expansión resultantes son mucho mayores en esta situación.

---

<sup>7</sup>La expansión máxima corresponde al valor mínimo de velocidad.

---

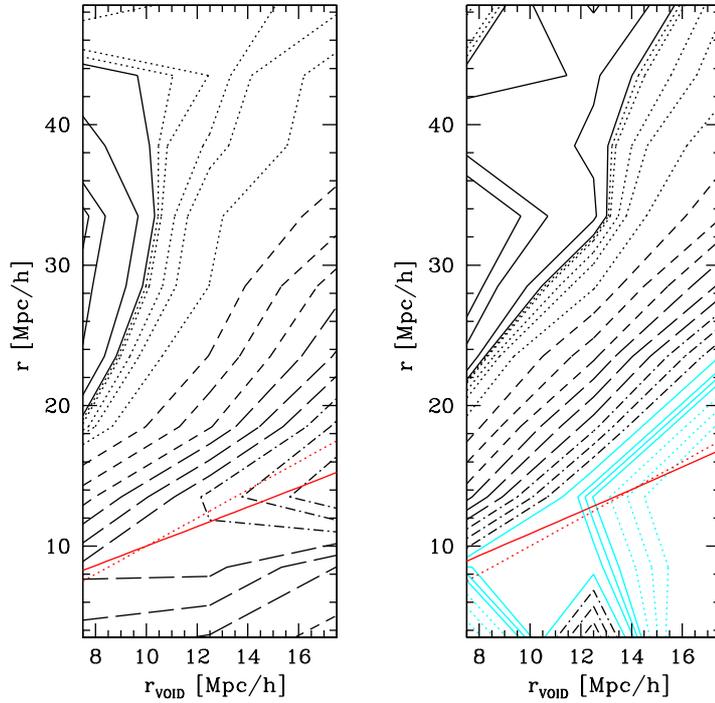


Figura 5.5: Diagrama en dos dimensiones de las amplitudes de expansión en función del radio del vacío (abscisas) y de la distancia al centro del vacío (ordenadas) en el catálogo 2dFGRS sintético, obtenidas mediante velocidades peculiares. El panel de la izquierda muestra los resultados a partir de velocidades peculiares sin errores; el panel de la derecha muestra los resultados cuando se asignan errores en la determinación de distancias. Las líneas sólidas cianes representan velocidades menores que  $-340$  km/s ( $-340$ ,  $-320$ ,  $-300$ ,  $-280$ ), las líneas de puntos cianes representan velocidades en el rango  $-280 < v/\text{km/s} < -200$  ( $-260$ ,  $-240$ ,  $-210$ ), las líneas negras a puntos y trazos representan velocidades en  $-200 < v/\text{km/s} < -160$  ( $-200$ ,  $-180$ ,  $-160$ ), las líneas negras de trazos largos representan velocidades en  $-160 < v/\text{km/s} < -100$  ( $-140$ ,  $-120$ ,  $-100$ ), las líneas negras de trazos cortos representan velocidades en  $-100 < v/\text{km/s} < -40$  ( $-80$ ,  $-60$ ,  $-40$ ), las líneas negras de puntos representan velocidades en  $-40 < v/\text{km/s} < 0$  ( $-20$ ,  $-10$ ,  $-6$ ,  $-2$ ,  $-1$ ), y las líneas negras sólidas representan velocidades positivas ( $0$ ,  $5$ ,  $15$ ,  $20$ ). Las líneas rojas de puntos representan las relaciones lineales entre la distancia de máxima expansión y  $r_{\text{void}}$  (ecuación 5.1), los ajustes de la relación exponencial (ecuación 5.2) se muestran en líneas sólidas rojas.

Con el propósito de caracterizar la relación entre el radio del vacío y la distancia a la cual ocurre la velocidad mínima, se utiliza una relación lineal:

$$d(v_{\min}) = a_l r_{\text{void}} + b_l, \quad (5.1)$$

y se encuentra que los resultados pueden ser descritos apropiadamente por esta expresión, donde los mejores ajustes corresponden a  $a_l = 1,0 \text{ h Mpc}^{-1}$  y  $b_l = 0,0 \text{ h}^{-1} \text{ Mpc}$  para el catálogo sintético 2dFGRS. Indicando que la expansión máxima ocurre a distancias del centro del vacío de aproximadamente un  $r_{\text{void}}$ , conforme a lo evidenciado por las amplitudes de expansión en la figura 5.2. Esta expresión se encuentra representada por la línea de puntos rojos en ambos paneles de la figura 5.5.

La figura 5.6 muestra los diagramas en dos dimensiones de las velocidades de expansión en función del tamaño del vacío (abscisas) y distancia (ordenadas) para galaxias semianalíticas y halos en la simulación D250. Las líneas muestran los niveles de velocidad de expansión constante, las líneas sólidas corresponden a velocidades positivas (caída hacia el centro del vacío), las líneas a trazos y de puntos muestran velocidades negativas o expansión (ver las referencias de la figura para los valores de los niveles de velocidad). Los paneles inferiores de esta figura muestran las velocidades de halos en torno a vacíos definidos por H11,5. Los paneles superiores muestran resultados para velocidades peculiares de galaxias semianalíticas en torno a vacíos definidos por galaxias semianalíticas.

Como puede observarse a partir de la comparación de los contornos de iso-velocidad en los paneles inferior y superior, las velocidades peculiares en torno a vacíos definidos por halos alcanzan valores más altos, tanto para movimientos de caída como de expansión, que los vacíos definidos por galaxias semianalíticas con una diferencia de aproximadamente  $20 \text{ kms}^{-1}$  (ver además la figura 5.3). No obstante, considerando únicamente la velocidad mínima para los vacíos con  $r_{\text{void}}$  de mayor tamaño, puede observarse que hay un acuerdo entre los resultados de vacíos definidos por galaxias semianalíticas y halos. Además los vacíos pequeños,  $r_{\text{void}} \leq 7 \text{ h}^{-1} \text{ Mpc}$ , exhiben movimientos de caída hacia el centro a separaciones  $d(r_{\text{void}}) \geq 20 \text{ h}^{-1} \text{ Mpc}$ .

Se ha realizado el ajuste de una función exponencial para describir la distancia a la cual los movimientos de expansión alcanzan  $v = 0 \text{ kms}^{-1}$ ,

$$d(v = 0) = \exp\left(\frac{r_{\text{void}}}{a}\right)^b. \quad (5.2)$$

En el caso de velocidades peculiares para vacíos definidos por H11,5, en espacio de redshift, se obtienen los parámetros:  $a = 3,0 \text{ h}^{-1} \text{ Mpc}$  y  $b = 0,6$ , y para vacíos

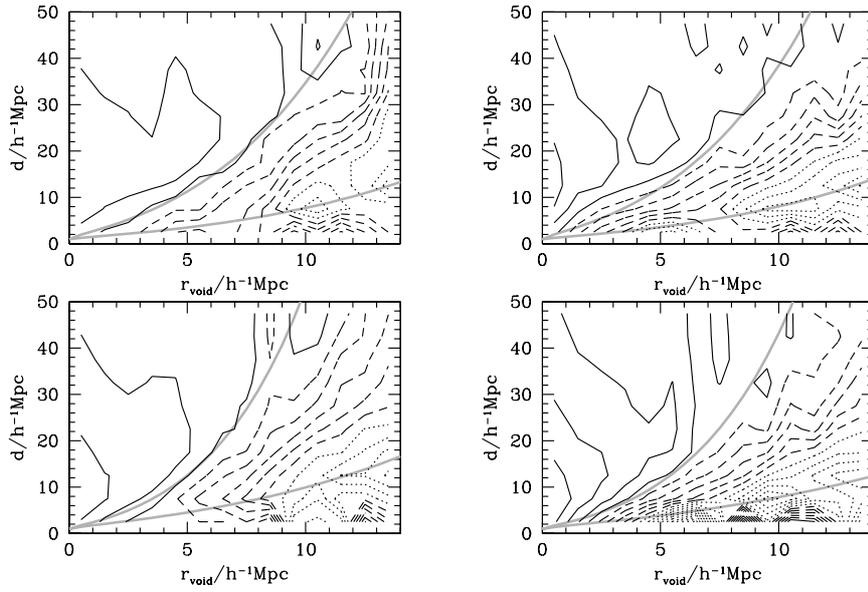


Figura 5.6: Diagrama en dos dimensiones de las velocidades de expansión de galaxias semianalíticas (panel superior) y halos ( $M > 10^{11.5} h^{-1} M_{\odot}$ , panel inferior) para vacíos definidos mediante datos en espacio real y de redshift (paneles a la derecha e izquierda, respectivamente). El eje de las abscisas corresponde al tamaño del vacío, en tanto que el eje de las ordenadas representa la distancia al centro del vacío. Las líneas sólidas muestran velocidades de caída:  $v/\text{kms}^{-1} = 0, 20, 40, \dots$  (velocidades positivas), las líneas a trazos muestran movimientos de expansión:  $v/\text{kms}^{-1} = -20, -40, -60, -80$  y  $-100$  (velocidades negativas), y las líneas de puntos muestran velocidades de expansión más importantes:  $v/\text{kms}^{-1} = -120, -140$ , y así sucesivamente. Las líneas gruesas grises muestran los ajustes de la ecuación 5.2 para  $d_{\text{vmin}}$  y  $d_{\text{zero}}$  (líneas inferiores y superiores, respectivamente). Los mejores parámetros ajustados son expuestos en la tabla 5.2.

definidos por galaxias semianalíticas,  $a = 3,5h^{-1}\text{Mpc}$  y  $b = 0,7$  (para valores de los parámetros  $a$  y  $b$  correspondientes a otras muestras de la simulación D250, y para espacio real, ver la tabla 5.2.). A mayores distancias del centro del vacío, las velocidades se transforman en positivas, indicando un movimiento de caída, opuesto a la expansión.

La distancia desde el centro del vacío donde ocurre el mínimo de la velocidad de expansión,  $d(v_{\min})$ , está muy bien aproximada por

$$d(v_{\min}) = r_{\text{void}}. \quad (5.3)$$

Los resultados para  $d(v = 0)$  sugieren la existencia de una relación similar para  $d(v_{\min})$ , por este motivo se ajusta la ecuación 5.2 a  $d(v_{\min})$ . En el caso de velocidades peculiares de H11,5 en espacio de redshift, los mejores parámetros ajustados son  $a = 3,0h^{-1}\text{Mpc}$  y  $b = 0,6$ . Para las galaxias semianalíticas se obtiene  $a = 3,5h^{-1}\text{Mpc}$  y  $b = 0,7$ . Los mejores parámetros ajustados para todas las muestras estudiadas en la simulación D250 pueden ser encontrados en la tabla 5.2.

Los ajustes correspondientes a  $d(v_{\min})$  y  $d(v = 0)$  en función del radio del vacío, obtenidos para las galaxias semianalíticas y los halos en la simulación D250, están representados en todos los paneles de la figura 5.6 en líneas sólidas finas grises (líneas inferiores y superiores respectivamente).

Los parámetros ajustados correspondientes a diferentes masas de halos correlacionan razonablemente bien con masas de halos, y en consecuencia pueden ser usados para interpolar muestras de masas diferentes a las utilizadas en este trabajo. Alternativamente, esto puede ser utilizado cuando se analiza una muestra de galaxias y, además, se conocen las masas de los halos en los cuales las galaxias residen.

Asimismo, se ha investigado el efecto de usar posiciones en espacio de redshift y se encuentra que la relación lineal entre  $v_{\min}$  y el radio de los vacíos se aplana considerablemente  $\Delta v_0 < -5\text{kms}^{-1}h\text{Mpc}^{-1}$ , respecto a los resultados obtenidos en espacio real, independientemente de la muestra de vacíos usada.

La manera más simple de describir la dependencia  $d(v_{\min})-r_{\text{void}}$  en el catálogo sintético 2dFGRS está dada por la relación lineal descrita por la ecuación (5.1). Con propósitos comparativos, se ajusta la expresión exponencial utilizada en la simulación D250 (ecuación 5.2), a los resultados del catálogo sintético 2dFGRS. Las relaciones resultantes de los mejores ajustes son representados por las líneas sólidas rojas en cada panel de la figura 5.5, donde los parámetros que proveen el mejor ajuste corresponden a  $a = 0,62$  y  $b = 0,30$  (sin asignar

Tabla 5.1: Mejores ajustes de los parámetros,  $a$  y  $b$ , para la relación entre el radio del vacío y la distancia a la cual el valor máximo para las velocidades de expansión es medido ( $d_{v_{\min}}(r_{\text{void}})$ ), y para la distancia a la cual  $v = 0$  ( $d_{v=0}(r_{\text{void}})$ ). Se presentan los mejores ajustes de parámetros para vacíos seleccionados de la distribución de galaxias del catálogo 2dFGRS sintético y de galaxias semianalíticas en la simulación D250, en espacio de redshift.

Estadística	gals. en cat./simu.	$a$ [Mpc h <sup>-1</sup> ]	$b$
$d(v_{\min})$	2dFGRS sintético	0.62	0.30
	2dFGRS sintético con errores en distancia	0.55	0.33
	galaxias semianalíticas	3.50	0.70
$d(v = 0)$	2dFGRS sintético	1.00	0.50
	2dFGRS sintético con errores en distancia	1.20	0.60
	galaxias semianalíticas	0.95	0.55

errores a las velocidades peculiares); y  $a = 0,55$  y  $b = 0,33$  para los resultados obtenidos cuando se incluyen errores en la determinación de las distancias. Los parámetros ajustados en espacio de redshift, para todas las muestras de galaxias en el catálogo sintético 2dFGRS y en las galaxias semianalíticas analizadas en esta sección se encuentran en la tabla 5.1.

Adicionalmente, esta expresión exponencial fue empleada para describir la distancia donde las velocidades peculiares alcanzan  $0km/s$ ; para este caso, los parámetros resultantes del mejor ajuste son  $a = 1$  y  $b = 0,5$  (cuando no se consideran errores en la determinación de distancias).

Los valores para los parámetros obtenidos mediante velocidades peculiares sin errores son similares a aquellos arrojados por el ajuste de la misma expresión a las muestra completa de las galaxias semianalíticas en la simulación D250. Tal como puede verse en la figura 5.5, las funciones lineal y exponencial son sensiblemente similares, por lo cual ambas pueden ser utilizadas para describir una relación aproximada entre el radio del vacío y la distancia de máxima expansión. Los mejores ajustes de la relación entre el radio del vacío y la distancia correspondiente a la máxima velocidad de expansión, y la distancia a la cual  $v = 0$  se muestran en la tabla 5.1, donde pueden compararse los parámetros obtenidos para las galaxias semianalíticas y el catálogo sintético 2dFGRS.

Tabla 5.2: Mejores ajustes de los parámetros,  $a$  y  $b$ , para la relación entre el radio del vacío y la distancia a la cual la máxima expansión es medida ( $d_{\text{vmin}}(r_{\text{void}})$ ), y para la distancia a la cual  $v = 0$  ( $d_{\text{zero}}(r_{\text{void}})$ ). Se presentan los mejores ajustes de parámetros para vacíos seleccionados de la distribución de masa, halos y galaxias semianalíticas, en espacio real y de redshift.

Estadística	Espacio real y de redshift	Gal./masa	$a$ [Mpc h <sup>-1</sup> ]	$b$
$d_{\text{vmin}}$	Real	Mass	2.30	0.80
		H11	2.50	0.60
		H11.5	2.50	0.60
		H12	2.50	0.60
		Gx.	3.60	0.70
	Redshift	Mass	3.00	0.80
		H11	2.80	0.60
		H11.5	3.00	0.60
		H12	3.00	0.50
		Gx.	3.50	0.70
$d_{\text{zero}}$	Real	Mass	0.10	0.38
		H11	1.00	0.65
		H11.5	1.20	0.65
		H12	1.70	0.65
		Gx.	1.00	0.55
	Redshift	Mass	0.10	0.37
		H11	1.00	0.65
		H11.5	1.30	0.65
		H12	1.70	0.65
		Gx.	0.95	0.55

## 5.2. Dispersión de velocidades en paredes de vacíos

Con la intención de obtener una caracterización completa de la dinámica de galaxias en regiones subdensas, se calcula la dispersión de velocidades peculiares en las direcciones paralela y perpendicular a las paredes, o fronteras, de los vacíos. Como consecuencia de la falta de información relativa a las velocidades peculiares en los catálogos observacionales 2dFGRS y SDSS, todos los análisis de datos de catálogos llevados a cabo en la presente sección se restringen a los catálogos sintéticos, análogamente a lo ocurrido en la sección precedente (sección 5.1).

En las observaciones únicamente se posee la proyección de la velocidad peculiar en la línea de la visual, en consecuencia, las velocidades peculiares observacionales de las galaxias próximas en proyección al centro del vacío serán perpendiculares a la pared del vacío (en la dirección radial desde el centro del vacío) en tanto que, las velocidades peculiares observacionales de las galaxias lejanas al centro del vacío, en proyección, serán paralelas a la pared del vacío. Sobre la base de estas consideraciones, cuando se utilizan catálogos sintéticos, los cálculos de dispersión en la dirección perpendicular a la pared del vacío son realizados utilizando, únicamente, las velocidades peculiares de las galaxias contenidas en 45 grados de la línea de la visual, desde el centro del vacío, a las cuales se les descuenta la velocidad de expansión; en contraste, los cálculos de dispersión en la dirección paralela a la pared del vacío son desarrollados teniendo en cuenta las velocidades peculiares de galaxias ubicadas a más de 45 grados con respecto a la línea de la visual, desde el centro del vacío.

La figura 5.7(a) exhibe la dispersión de velocidades peculiares relativa en función de la distancia al centro de los vacíos en el catálogo 2dFGRS sintético. Las líneas negras representan la dispersión alrededor del movimiento medio en la dirección radial, y las líneas cianes muestran la dispersión en la dirección paralela a las paredes de los vacíos. Las líneas sólidas corresponden a vacíos pequeños provenientes de la muestra  $S101_{2df}$ , las líneas de puntos se refieren a los vacíos de tamaño intermedio de la muestra  $S151_{2df}$ , y, las líneas a trazos corresponden a vacíos grandes provenientes de la muestra  $S171_{2df}$ . Los barras de error representadas en la figura son calculadas considerando errores jackknife y de Poisson, sumados en cuadratura.

La figura 5.8(a) es análoga a la 5.7(a) pero para el catálogo SDSS sintético. Las líneas negras y cianes representan las dispersiones de velocidad en las direcciones perpendicular y paralela a las paredes de los vacíos, respectivamente. Los tamaños de los vacíos y las muestras son equivalentes a los expuestos en

la figura 5.7(a): las líneas sólidas corresponden a los vacíos pequeños de la muestra  $S101_{sdss}$ , las líneas de puntos a los de tamaño intermedio de la muestra  $S151_{sdss}$ , y, las líneas a trazos a vacíos grandes de la muestra  $S171_{sdss}$ . Los errores son estimados en idéntica manera a los representados en la figura 5.7(a).

Como puede ser observado en las figuras 5.7(a) y 5.8(a), no se encuentra una dependencia significativa de la dispersión con la distancia al centro del vacío, en particular para los vacíos más pequeños. Adicionalmente, las figuras ponen de manifiesto que en todos los casos, las velocidades paralelas a las paredes mantienen valores superiores a las radiales, indicando una tendencia de las galaxias del entorno a las paredes de los vacíos a moverse con mayor velocidad la dirección de las mismas. Puede notarse además, que los vacíos más pequeños muestran mayores valores de dispersión de velocidades que los más extensos.

Adicionalmente, se analizan las posibles diferencias en el campo de velocidades en las direcciones paralela y perpendicular a las paredes de los vacíos para las galaxias semianalíticas en la simulación D250. Con el propósito de hacer esto, se calcula la dispersión de velocidades de galaxias semianalíticas en una dimensión para ambas direcciones ( $\sigma_{parallel}$  y  $\sigma_{perp}$ , respectivamente), removiendo la velocidad de expansión local cuando se calcula de dispersión de velocidad radial. Los resultados están resumidos en el panel superior de la figura 5.9, donde las líneas negras muestran  $\sigma_{parallel}$  y las líneas grises muestran  $\sigma_{perp}$ . Los diferentes tipos de líneas corresponden a diferentes radios de vacíos como se indica en las referencias de la figura, y sólo se muestran los resultados para vacíos identificados usando galaxias semianalíticas en el espacio de redshift debido a que existe una variación leve cuando se usan posiciones en el espacio real. Como puede observarse, las velocidades alineadas con la dirección radial desde el centro de los vacíos son aproximadamente 10 – 20 % más bajas que las velocidades en la dirección de las paredes del vacío, independientemente del tamaño de los vacíos y la distancia al centro de los mismos, indicando que las galaxias semianalíticas tienen una tendencia leve pero sistemática (con niveles de 2– hasta 3 –  $\sigma$ ) a seguir trayectorias a lo largo de las superficies del vacío. El pequeño panel agregado al panel superior muestra la dependencia de la dispersión de velocidades en la dirección paralela y perpendicular a la línea de la visual en función de la distancia al centro del vacío y normalizada al radio del vacío. Como puede apreciarse, a  $d/r_{void} \simeq 2$ , las curvas correspondientes a diferentes radios de vacíos convergen. Por otro lado, vacíos más pequeños muestran dispersiones de velocidad altas a  $d/r_{void} < 2$ , en comparación con

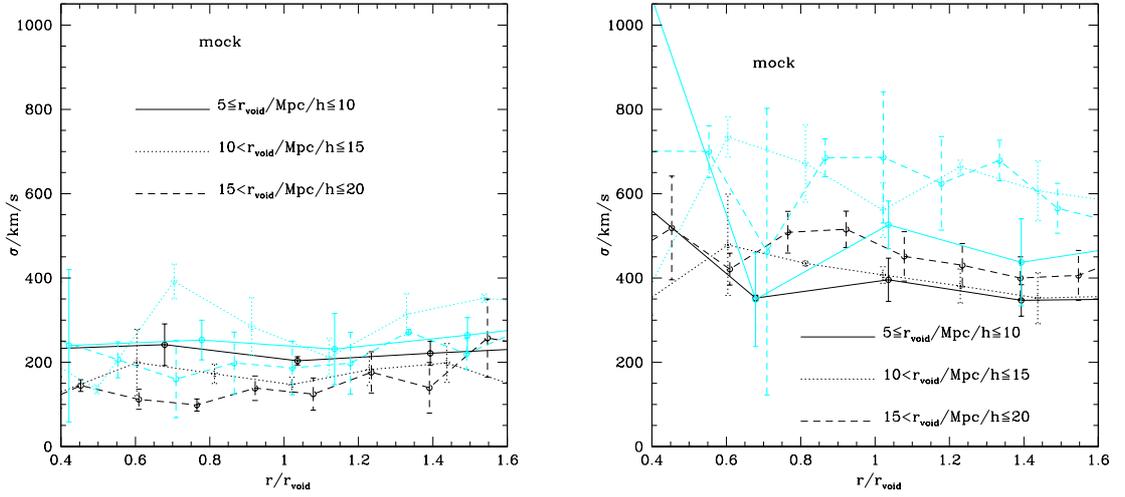


Figura 5.7: (a) Izquierda: Dispersión de velocidades peculiares de galaxias en relación a la pared del vacío en función de la distancia normalizada al centro del vacío en el catálogo sintético 2dFGRS. Las líneas negras muestran la dispersión en la dirección perpendicular a la pared del vacío y las líneas cianes indican dispersión en la dirección paralela a la pared del vacío. Los diferentes tipos de líneas corresponden a diferentes radios de vacío y muestras de galaxias: las líneas sólidas son para  $5 \leq r_{\text{void}}/\text{Mpc h}^{-1} \leq 10$  y  $S121_{2df}$ , las líneas de puntos son para  $10 < r_{\text{void}}/\text{Mpc h}^{-1} \leq 15$  y  $S151_{2df}$ , y las líneas a trazos son para  $15 < r_{\text{void}}/\text{Mpc h}^{-1} \leq 20$  y  $S171_{2df}$ .

(b) Derecha: Dispersión de velocidades peculiares de galaxias en relación a la pared del vacío en función de la distancia normalizada al centro del vacío en el catálogo sintético 2dFGRS. Las velocidades peculiares están afectadas por errores en la determinación de distancias. Las líneas negras indican la dispersión en la dirección perpendicular a la pared del vacío, y las líneas cianes indican la dispersión en la dirección paralela a la pared del vacío. Los diferentes tipos de líneas corresponden a diferentes radios de vacío y muestras de galaxias, como en la figura 5.7(a).

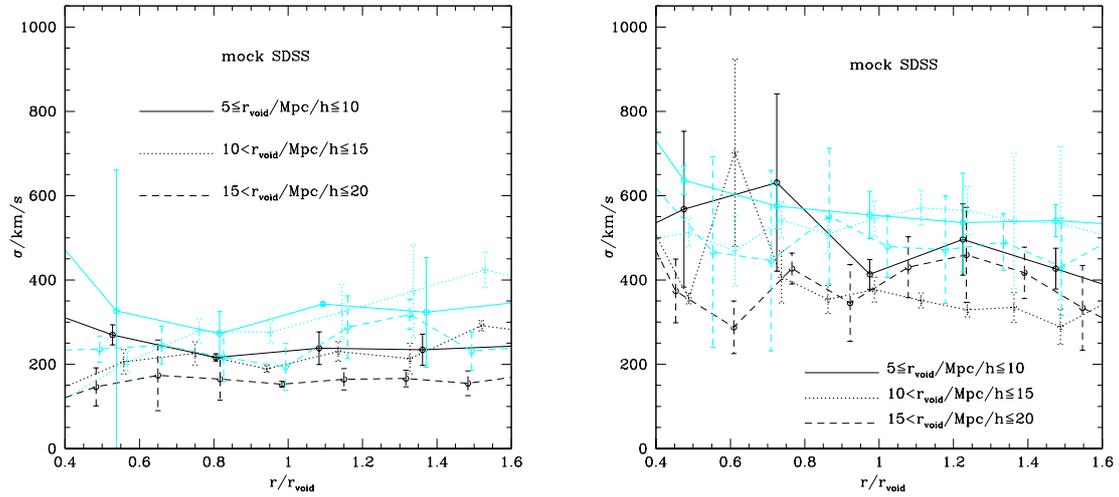


Figura 5.8: (a) Izquierda: Dispersión de velocidades peculiares de galaxias en relación a la pared del vacío en función de la distancia normalizada al centro del vacío en el catálogo sintético SDSS. Las líneas negras muestran la dispersión en la dirección perpendicular a la pared del vacío y las líneas cianes indican dispersión en la dirección paralela a la pared del vacío. Los diferentes tipos de líneas corresponden a diferentes radios de vacío y muestras de galaxias: las líneas sólidas son para  $5 \leq r_{\text{void}}/\text{Mpc } h^{-1} \leq 10$  y  $S121_{sdss}$ , las líneas de puntos son para  $10 < r_{\text{void}}/\text{Mpc } h^{-1} \leq 15$  y  $S151_{sdss}$ , y las líneas a trazos son para  $15 < r_{\text{void}}/\text{Mpc } h^{-1} \leq 20$  y  $S171_{sdss}$ .

(b) Derecha: Dispersión de velocidades peculiares de galaxias en relación a la pared del vacío en función de la distancia normalizada al centro del vacío en el catálogo sintético SDSS. Las velocidades peculiares están afectadas por errores en la determinación de distancias. Las líneas negras indican la dispersión en la dirección perpendicular a la pared del vacío, y las líneas cianes indican la dispersión en la dirección paralela a la pared del vacío. Los diferentes tipos de líneas corresponden a diferentes radios de vacío y muestras de galaxias, como en la figura 5.8(a).

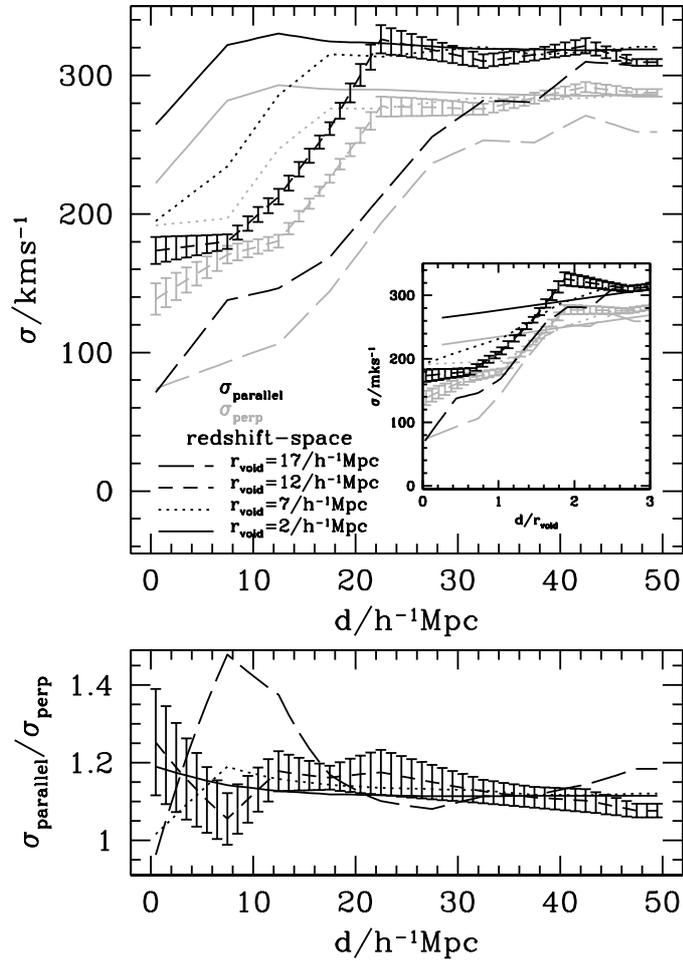


Figura 5.9: Panel superior: Dispersión de velocidades peculiares en la dirección paralela (líneas negras) y perpendicular (líneas grises) a las paredes del vacío para vacíos definidos por galaxias en la simulación D250, en función de la distancia al centro de los vacíos. Los diferentes tipos de líneas corresponden a diferentes radios de vacíos. Las barras de error sólo se representan, por claridad, para  $r_{\text{void}} = 12h^{-1}\text{Mpc}$ , y son calculados empleando el método Jackknife. El panel interior pequeño muestra la dispersión de velocidades peculiares en función de la distancia normalizada al centro de los vacíos. Panel inferior: razón entre las dispersiones de velocidades peculiares en las direcciones paralelas y perpendiculares a la pared del vacío. Los tipos de líneas son análogos al panel superior.

vacíos mayores. Estos resultados son consistentes con los encontrados en los catálogos sintéticos, expuestos en la figura 5.7(a), para 2dFGRS, y, en la figura 5.8(a), para SDSS.

En adición, el comportamiento de la dispersión de velocidades es consistente con la indicación de que los vacíos pequeños están embebidos en regiones con densidad más alta que la media, las cuales generarían campos de fuerzas intensos que podrían ser responsables de las altas dispersiones de velocidades en las regiones interiores a pequeños vacíos.

En la figura 5.10 se encuentra representada la relación entre la dispersión de velocidades en las direcciones paralela y perpendicular a la pared del vacío en el catálogo sintético 2dFGRS. Con el propósito de obtener una estadística de mayor calidad, se ha construido una muestra combinando vacíos de tamaño grande e intermedio  $10 < r_{void} \leq 20$ . La razón entre las dispersiones paralela y perpendicular obtenida para esta muestra es mostrada en la figura 5.10. En el panel interior se exhiben las relaciones  $\sigma_{parallel}/\sigma_{perpendicular}$  obtenidas para las mismas muestras analizadas en la figura 5.7(a). La figura 5.11, equivalente a la figura 5.10, representa la relación entre  $\sigma_{parallel}$  y  $\sigma_{perpendicular}$  en el catálogo sintético SDSS.

Como puede notarse mediante la inspección del panel de mayor tamaño en la figura 5.10, la razón entre las dispersiones de velocidades paralelas y perpendiculares es aproximadamente constante valiendo  $\sigma_{parallel}/\sigma_{perpendicular} \sim 1,5$  para distancias al centro de los vacíos en el rango  $0,5 < r/r_{void} < 2,5$ . Los resultados obtenidos para el catálogo sintético SDSS (figura 5.11) son consistentes con los obtenidos en el catálogo sintético 2dFGRS (figura 5.10).

El panel inferior de la figura 5.9 muestra la razón entre las dispersiones de velocidad en las direcciones paralela y perpendicular a la pared del vacío de las galaxias semianalíticas, y, tal como puede apreciarse existe una pequeña dependencia con la distancia al centro de los vacíos y el radio de los mismos, siendo consistente con una relación aproximadamente constante  $\sigma_{parallel}/\sigma_{perp} = 1,1$ .

Nótese que, considerando el tamaño de las barras de error en los resultados obtenidos para los catálogos sintéticos 2dFGRS y SDSS, los valores de  $\sigma_{parallel}/\sigma_{perpendicular}$  encontrados con las galaxias semianalíticas y en los catálogos sintéticos son comparables (figuras 5.9, 5.10 y 5.11). En general, la totalidad de los resultados de los catálogos sintéticos aquí expuestos son consistentes con aquellos obtenidos a partir de galaxias semianalíticas en el cubo de la simulación D250.

Con el propósito de evaluar la posibilidad de extender los estudios acerca de la dispersión de velocidades en vacíos a datos observacionales, se asignan

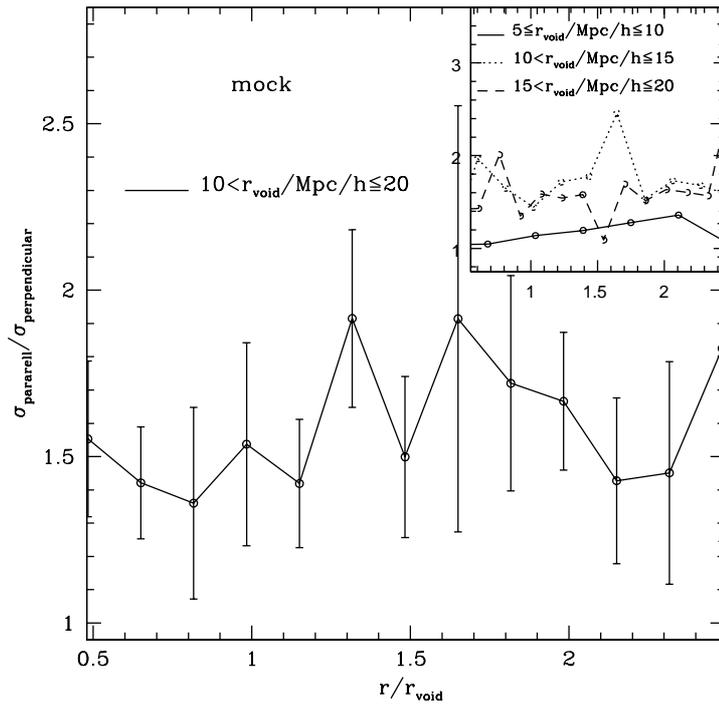


Figura 5.10:  $\sigma_{parallel}/\sigma_{perpendicular}$  en función de la distancia normalizada al centro del vacío en el catálogo sintético 2dFGRS, para  $10 < r_{void}/\text{Mpc h}^{-1} \leq 20$ ; panel interior:  $\sigma_{parallel}/\sigma_{perpendicular}$  en función de la distancia normalizada al centro del vacío en el catálogo sintético 2dFGRS. Los diferentes tipos de líneas corresponden a diferentes radios de vacío y muestras de galaxias: las líneas sólidas corresponden a  $5 \leq r_{void}/\text{Mpc h}^{-1} \leq 10$  y  $S121_{2df}$ , las líneas de puntos a  $10 < r_{void}/\text{Mpc h}^{-1} \leq 15$  y  $S151_{2df}$ , y las líneas de trazos a  $15 < r_{void}/\text{Mpc h}^{-1} \leq 20$  y  $S171_{2df}$ .

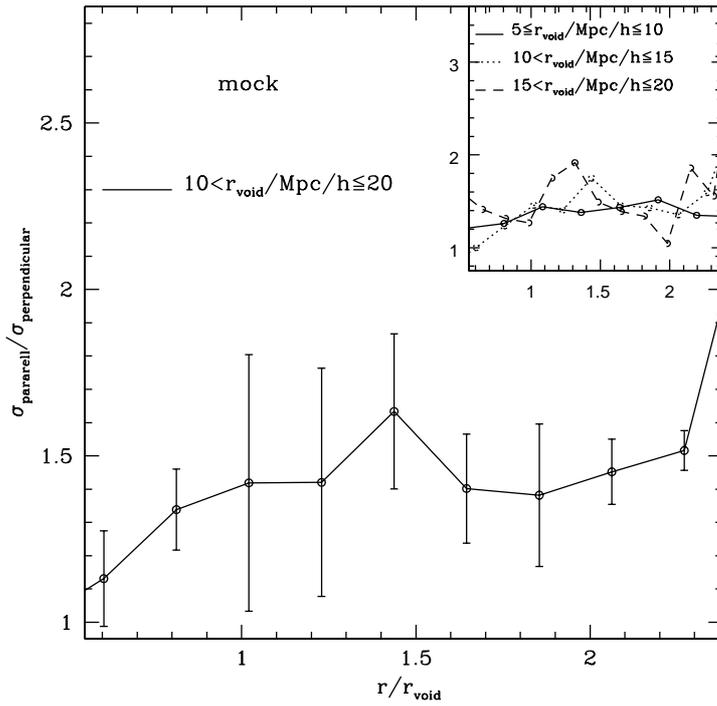


Figura 5.11:  $\sigma_{parallel}/\sigma_{perpendicular}$  en función de la distancia normalizada al centro del vacío en el catálogo sintético SDSS, para  $10 < r_{void}/\text{Mpc h}^{-1} \leq 20$ ; panel interior:  $\sigma_{parallel}/\sigma_{perpendicular}$  en función de la distancia normalizada al centro del vacío en el catálogo sintético SDSS. Los diferentes tipos de líneas corresponden a diferentes radios de vacío y muestras de galaxias: las líneas sólidas corresponden a  $5 \leq r_{void}/\text{Mpc h}^{-1} \leq 10$  y  $S121_{sdss}$ , las líneas de puntos a  $10 < r_{void}/\text{Mpc h}^{-1} \leq 15$  y  $S151_{sdss}$ , y las líneas de trazos a  $15 < r_{void}/\text{Mpc h}^{-1} \leq 20$  y  $S171_{sdss}$ .

errores en la determinación de distancia a las velocidades peculiares de las galaxias en los catálogos sintéticos 2dFGRS y SDSS (ver por ejemplo Padilla & Lambas, 1999). Se ha determinado que dichos errores sean proporcionales a la distancia al observador, análogamente a lo realizado en la subsección 5.1.1.

Las dispersiones de velocidades obtenidas mediante velocidades peculiares afectadas por errores en la determinación de distancia son mostradas en las figuras 5.7(b) y 5.8(b), para los catálogos sintéticos 2dFGRS y SDSS, respectivamente. Las líneas negras corresponden a la dispersión de velocidades en la dirección perpendicular a la pared del vacío y las líneas cianes representan la dispersión paralela a la pared del vacío, análogamente a las figuras 5.7(a) y 5.8(a), para los catálogos sintéticos 2dFGRS y SDSS, respectivamente. Las líneas sólidas corresponden a los vacíos pequeños de las muestras  $S121_{2df}$  y  $S121_{sdss}$ , las líneas de puntos corresponden a los vacíos de tamaño intermedio de las muestras  $S151_{2df}$  y  $S151_{sdss}$ , y las líneas a trazos corresponden a los vacíos grandes de las muestras  $S171_{2df}$  y  $S171_{sdss}$ , respectivamente. Mediante la inspección de las figuras 5.7(b) y 5.8(b), es posible observar que, cuando se incluyen errores en las velocidades peculiares, las dispersiones de velocidades son mayores. Puede notarse además que este efecto es más importante para los vacíos más grandes. La razón de este corrimiento sistemático radica en que las muestras seleccionadas para estudiar a los vacíos de mayor tamaño alcanzan grandes redshifts, en comparación con las muestras utilizadas para analizar a los vacíos más pequeños (ver subsección 5.1.1, página 91). A pesar de esto, una comparación cualitativa de las dispersiones de velocidades exactas y con errores asignados (figuras 5.7(a) y 5.7(b) para el catálogo sintético 2dFGRS; y figuras 5.8(a) y 5.8(b) para el catálogo sintético SDSS) revela que el comportamiento de la dispersión de velocidades en las direcciones paralela y perpendicular a la línea de la visual es similar en ambos casos (velocidades peculiares puras y con errores similares a los observacionales) y aún es posible detectar que las galaxias se mueven con mayor rapidez en la dirección de las paredes de los vacíos, o, eventualmente, filamentos.

### 5.3. Resumen y discusión de los resultados

A partir del análisis de las simulaciones numéricas en este capítulo se ha determinado que las velocidades peculiares, analizadas en función de la distancia a los centros de los vacíos, alcanzan un mínimo a distancias del orden de  $r_{\text{void}}$ , incrementándose a distancias mayores hasta su convergencia a valor nulo en regiones suficientemente alejadas de los vacíos. Encontramos que los

errores estadísticos en las velocidades peculiares son más importantes en los catálogos sintéticos que en la simulación D250, en aquéllos, los errores en la determinación del máximo de la velocidad de expansión alcanzan el 30%. No obstante, ésto es previsible en virtud del pequeño número de galaxias disponibles en los catálogos, en comparación con las galaxias semianalíticas y halos en las simulaciones. Considerando estos errores, la señal de expansión resulta claramente distinguible. Los resultados de los catálogos sintéticos son cualitativamente comparables a los de las galaxias semianalíticas y los halos, lo cual permite reforzar los resultados. Además, se encontró que la dispersión de velocidades en la dirección paralela al contorno de los vacíos se mantiene en valores constantes y superiores a la dispersión perpendicular.

Estos resultados muestran que mientras las galaxias en los vacíos se alejan de los centros de los mismos, las galaxias en las fronteras de éstos tienen velocidades preferentemente en direcciones tangentes. Con el propósito de profundizar el análisis acerca del origen de los movimientos a gran escala de las galaxias, esta interpretación de los resultados puede combinarse con la información conocida acerca de la dinámica de galaxias en regiones sobredensas, como los entornos a cúmulos y grupos de galaxias, tanto en los análisis de simulaciones como en catálogos observacionales (Croft et al., 1999; Padilla et.al, 2001 y C05).

La presencia simultánea de la expansión de regiones subdensas, la caída hacia grupos y cúmulos, y los movimientos preferentes en direcciones tangentes a las fronteras de los vacíos, constituidos principalmente por una red de paredes y filamentos, constituye el conjunto más relevante de movimientos en gran escala de las galaxias generado por la acción de los campos gravitatorios asociados a las irregularidades en la distribución de masa.

---

## Capítulo 6

# CAMPOS DE VELOCIDADES CON DATOS OBSERVACIONALES

Se estudian las propiedades estadísticas acerca de la dinámica de vacíos en los catálogos de galaxias 2dFGRS sintético y observacional. Se dedica especial interés a la detección y caracterización de la expansión de los vacíos en el catálogo observacional, y, con este propósito, se examinan las distorsiones en el espacio de redshift detectadas en la función de correlación cruzada vacío-galaxia, medida en las direcciones paralela y perpendicular a la dirección de la visual. Se analiza el significado de los resultados en el contexto de un escenario jerárquico de formación de estructuras. Se implementa un modelo no lineal de expansión con el propósito de obtener estimas cuantitativas de las velocidades de expansión de los vacíos en el catálogo 2dFGRS. Se confrontan las amplitudes de los campos de velocidades peculiares obtenidos a partir de las velocidades peculiares en catálogos sintéticos y de la aproximación teórica no-lineal. Se utiliza el catálogo sintético con el objetivo de comprobar y calibrar los cálculos estadísticos. Este capítulo contiene parte de los resultados publicados en Ceccarelli et al. (2006a, 2006b, 2007).

El Universo en el espacio de redshift, el cual actualmente proporciona la única imagen tridimensional (o aproximadamente tridimensional) de las estructuras cosmológicas a gran escala, luce anisotrópico: la distribución de galaxias se presenta elongada, en lo que ha sido llamado *dedos de dios*, señalando, o apuntando hacia nosotros. Estos *dedos de dios* aparecen con mayor intensidad cuando la densidad de galaxias es mayor y son atribuidos a la componente peculiar, es decir la componente que se aparta al flujo de Hubble, de la velocidad en la dirección de la visual de las galaxias en cúmulos. Este efecto se pone de manifiesto en la forma de un patrón de distorsión radial (en la línea de la visual) correlacionado con la densidad, en campos de velocidades peculiares. Adicionalmente, existe otra importante consecuencia macroscópica resultante de los movimientos peculiares a gran escala, inducidos por las mayores estructuras en el Universo. La dinámica de la materia esta dominada por un movimiento sistemático, abandonando los vacíos y fluyendo hacia los filamentos. Este movimiento de corriente en gran escala genera un patrón dependiente de la densidad en los mapas de velocidades, que distorsiona la distribución de objetos - masa y galaxias - cuando es observada en espacio de redshift (Hamilton, 1998; Kaiser, 1987; Sargent & Turner 1977; Praton, Melott & McKee, 1996). Estas distorsiones en el espacio de redshift realzan la intensidad visual o aparente de las paredes, las cuales se encuentran perpendiculares a la línea de la visual (Praton, Melott & McKee, 1997). y consecuentemente acrecientan el tamaño de los vacíos en la dirección radial (Ryden, 1995).

## 6.1. Distorsiones en espacio de redshifts

Se ha desarrollado un estudio de la función de correlación cruzada vacío-galaxias, -partículas de materia oscura y -halos, esto es la función de correlación entre centros de vacíos y los objetos que los definen, en función de sus direcciones paralela y perpendicular a la línea de la visual,  $\pi$  y  $\sigma$  respectivamente ( $\xi(\sigma, \pi)$ ).

Las hipótesis de homogeneidad e isotropía de nuestro Universo sugieren que la función de correlación también es isotrópica. En tal caso, los contornos de iso-correlación para la función de correlación  $\xi(\sigma, \pi)$  medida usando posiciones en espacio real, corresponderían a círculos. No obstante, si la función de correlación es medida en el espacio de redshift en lugar del espacio real, aparecen anisotropías. Estos apartamientos a la isotropía son comúnmente conocidos como distorsiones en el espacio de redshift. Tales distorsiones son provocadas por las velocidades peculiares y, en consecuencia, es posible indagar acerca de

las propiedades dinámicas de galaxias, halos de materia oscura y partículas individuales en torno a vacíos a partir del análisis de los apartamientos de las formas de los contornos respecto a círculos perfectos.

Las distorsiones en el espacio de redshift han sido extensivamente estudiadas para toda clase de objetos, incluyendo cuásares (Hoyle y colaboradores 2002), galaxias (Loveday y colaboradores 1995, Rattclife et al. 1998), grupos de galaxias (Padilla y colaboradores 2001) y cúmulos de galaxias (Bahcall & Cen 1992, Padilla & Lambas 2003a y 2003b). En adición, mediante la suposición de que las distorsiones en el espacio de redshift en los entornos a vacíos no eran importantes, Ryden (1995) propuso emplear las distorsiones cosmológicas en torno a vacíos para realizar mediciones del parámetro de deceleración ( $q_0$ ), el cual mide la tasa de disminución de la expansión del Universo.

A separaciones pequeñas, la función de correlación de galaxias,  $\xi(\sigma, \pi)$ , muestra elongaciones en la dirección de la línea de la visual, originadas por movimientos aleatorios de las galaxias en los interiores a los cúmulos de galaxias (Loveday y colaboradores, 1995). A separaciones mayores, resulta posible observar movimientos en la dirección a las grandes concentraciones de masa (Hawkins y colaboradores, 2003). El efecto de estos movimientos fue medido originalmente usando grupos de galaxias en el catálogo UZC por Padilla et al. (2001), quienes analizaron los movimientos de caída de las galaxias a los grupos. La ventaja de utilizar grupos yace en el hecho de que éstos sólo manifiestan signos de movimientos de caída en sus patrones de distorsión, lo cual induce un achatamiento de los iso-contornos de la función de correlación en la dirección de la línea de la visual.

Los vacíos son el opuesto a los grupos de galaxias en términos de su campo de velocidad peculiar circundante, en consecuencia, se espera encontrar una expansión de los vacíos, la cual podría apreciarse en el patrón de distorsión de la función de correlación en espacio de redshift en la forma de una elongación en la dirección de la línea de la visual (dirección  $\pi$ ). Se espera que este efecto no sólo se manifieste a pequeñas separaciones en la dirección  $\pi$ , tal como es el caso de la signatura de los *dedos de dios*, característicos de la  $\xi(\sigma, \pi)$  para galaxias, sino también a separaciones  $\pi$  mayores.

### 6.1.1. Dinámica a partir de distorsiones en $\xi(\sigma, \pi)$

Se analizó la dinámica de galaxias en los entornos a vacíos en los catálogos 2dFGRS observacional y sintético. Con este fin se estudiaron las funciones de

correlación cruzadas de vacíos con galaxias,  $\xi(\sigma, \pi)$ , en función de las coordenadas paralela ( $\pi$ ) y perpendicular ( $\sigma$ ) a la línea de la visual. Con el propósito de visualizar esta función distorsionada en dos dimensiones, se estudian los contornos de amplitud de correlación constante en el plano  $\sigma - \pi$ .

$\xi(\sigma, \pi)$  es calculada mediante el estimador

$$\xi(\sigma, \pi) = DD(\Delta\sigma, \Delta\pi)/DR(\Delta\sigma, \Delta\pi) - 1, \quad (6.1)$$

donde  $DD$  es el número de pares de galaxias y centros de vacíos en el rango de distancias  $(\Delta\sigma, \Delta\pi)$ , y  $DR$  es el número de pares de vacíos y galaxias-aleatorias en el mismo rango de distancias.

La figura 6.1 expone los contornos de la función de correlación correspondientes a vacíos y galaxias en los catálogos 2dFGRS sintético (izquierda) y observacional (derecha). El radio de los vacíos crece desde los paneles inferiores a los superiores, los paneles superiores representan isocontornos para vacíos con pequeños radios ( $5 \leq r_{void}/\text{Mpc h}^{-1} \leq 10$ ) pertenecientes a la muestra  $S101_{2df}$ . Los dos paneles centrales de la figura 6.1 corresponden a tamaños de vacíos intermedios  $10 < r_{void}/\text{Mpc h}^{-1} \leq 15$  obtenidos a partir de la muestra  $S151_{2df}$ . Los paneles inferiores de la figura exponen los patrones de distorsión para los vacíos más grandes ( $15 < r_{void}/\text{Mpc h}^{-1} \leq 20$ ) obtenidos mediante la muestra  $S171_{2df}$ . Como fue mencionado en el capítulo 5, las distintas muestras consideradas en los paneles superiores, medios e inferiores de la figura han sido seleccionadas de manera tal de poseer la cantidad más conveniente de vacíos para una alta significancia estadística y reducir el ruido en los resultados. Las incertezas jackknife estimadas en  $\xi(\sigma, \pi)$  son  $\simeq 10\%$  del valor de  $\xi$ .

De acuerdo a lo esperado, se observa un patrón de distorsión claramente elongado en todos los paneles de la figura 6.1, el cual es consistente con un movimiento de expansión.

Conjuntamente, se examinaron las funciones de correlación cruzada de vacíos (definidos por galaxias semianalíticas) con galaxias semianalíticas y de vacíos (definidos por halos) con halos en la simulación D250 con el propósito de confrontarlas con los resultados derivados de los catálogos 2dFGRS sintético y observacional. La línea de la visual fue tomada del eje  $z$  de la simulación numérica. Con el objeto de simular las distorsiones en el espacio de redshift se han desplazado las posiciones de los halos de materia oscura y las galaxias semianalíticas mediante la proyección en el eje  $z$  de sus velocidades peculiares y se ha medido  $\xi(\sigma, \pi)$ .

La figura 6.2 muestra los isocontornos en el plano  $\sigma - \pi$  de la función de correlación correspondientes a vacíos definidos por H11,5 (izquierda) y galaxias

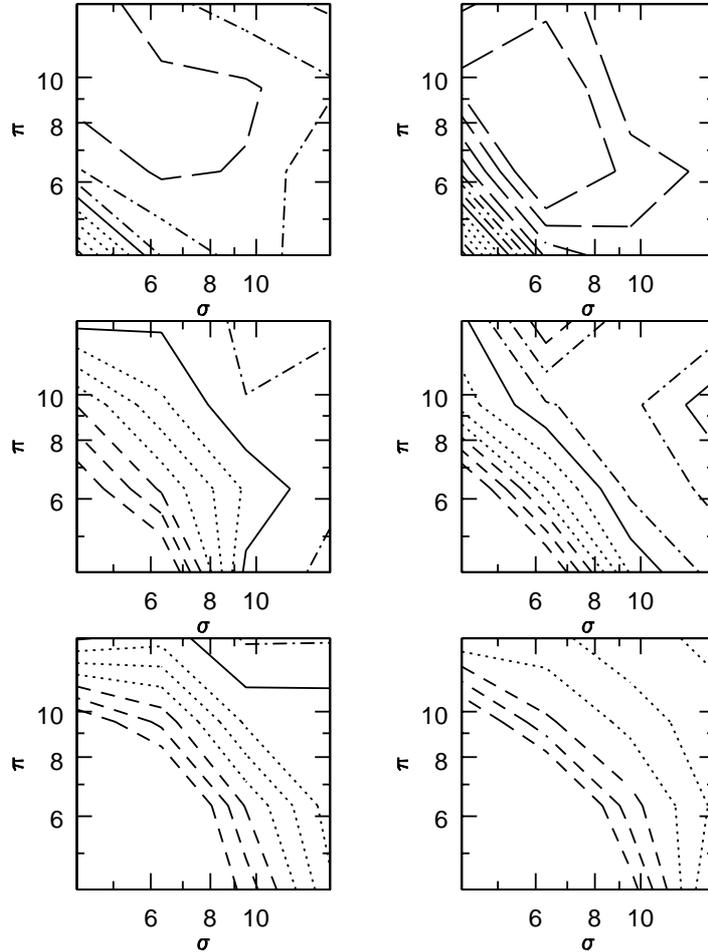


Figura 6.1: Función de correlación cruzada en espacio de redshift vacío-galaxia  $\xi(\sigma, \pi)$ , estimada a partir de los catálogos 2dFGRS sintético (izquierda) y observacional (derecha).  $\pi$  y  $\sigma$  representan separaciones paralela y perpendicular a la línea de la visual. Cada panel corresponde a rangos diferentes de radios de vacío y son obtenidos a partir de muestras diferentes; paneles superiores:  $5 \leq r_{void}/\text{Mpc h}^{-1} \leq 10$  y  $S121_{2df}$ , paneles intermedios:  $10 < r_{void}/\text{Mpc h}^{-1} \leq 15$  y  $S151_{2df}$ , paneles inferiores:  $15 < r_{void}/\text{Mpc h}^{-1} \leq 20$  y  $S171_{2df}$ . Las líneas de trazos representan  $\xi = -0,6, -0,5, -0,4$ , las líneas de puntos representan  $\xi = -0,3, -0,2, -0,1$ , las líneas sólidas representan los isocontornos de  $\xi$  correspondientes a  $\xi = 0.$ , las líneas de puntos y trazos representan  $\xi = 0,1, 0,2$  y, las líneas de trazos cortos y largos representan  $\xi = 0,3, 0,4, 0,5, 0,6, 0,7$ .

semianalíticas (derecha). El radio de los vacíos crece desde los paneles inferiores a los superiores, con valores en los rangos especificados en las referencias de cada panel. Los diferentes tipos de líneas representan diferentes amplitudes de la función de correlación; las líneas sólidas corresponden a  $\xi \leq 0$  y las líneas de puntos a  $\xi > 0$ .

En los paneles a la derecha de la figura 6.2 las correlaciones cruzadas entre vacíos y galaxias semianalíticas exhiben, nuevamente, contornos de iso-correlación elongados en la dirección de la línea de la visual, en particular para los contornos más bajos de la función de correlación,  $\xi < -0,3$ . Esto también puede ser encontrado en las correlaciones cruzadas entre vacíos y halos, especialmente para los contornos de  $\xi < 0,0$  (paneles a la izquierda de la misma figura).

La simetría entre los patrones de distorsión obtenidos con datos de los catálogos 2dFGRS (figura 6.1), con los patrones provenientes de las galaxias semianalíticas y halos en la simulación D250 (figura 6.2), es notable y alentadora. En particular, el panel superior izquierdo de la figura 6.2, correspondiente a vacíos en la distribución de las galaxias semianalíticas en la simulación, con tamaños en el rango  $12 < r_{\text{void}}/\text{Mpc h}^{-1} < 14$ , y los paneles centrales de la figura 6.1, correspondientes a vacíos con  $10 < r_{\text{void}}/\text{Mpc h}^{-1} < 15$  en los catálogos, muestran una clara similitud. Análogamente, el panel inferior izquierdo de la figura 6.2 es comparable con los paneles inferiores de la figura 6.1<sup>1</sup>.

En adición, como puede ser observado en la figuras, el patrón de los contornos contiene información sorprendentemente valiosa, la cual es analizada en detalle a continuación:

- ◊ Los contornos de iso- $\xi$  en los alrededores de vacíos difieren de las elongaciones observadas en las funciones de autocorrelación de galaxias. Dado que aquí los patrones elongados se extienden más allá de separaciones  $\sigma \simeq r_{\text{void}}$ , perpendiculares a la línea de la visual, en tanto que, la función de autocorrelación de galaxias es distorsionada significativamente hasta separaciones  $\sigma \simeq 2h^{-1}\text{Mpc}$  (Hawkins y colaboradores, 2003).
- ◊ Tal como es esperado, los  $\xi(\sigma, \pi)$  de vacíos definidos por galaxias y H11,5 muestran una señal de correlación positiva, de acuerdo con los resultados obtenidos para las funciones de correlación en una dimensión expuestos en la sección 4.1. Los patrones correspondientes de correlaciones positivas dejan de manifiesto el efecto de *dedos de dios*, el cual toma parte en los contornos de los vacíos.

---

<sup>1</sup>En ambos casos los rangos de los tamaños de los radios de los vacíos son similares.

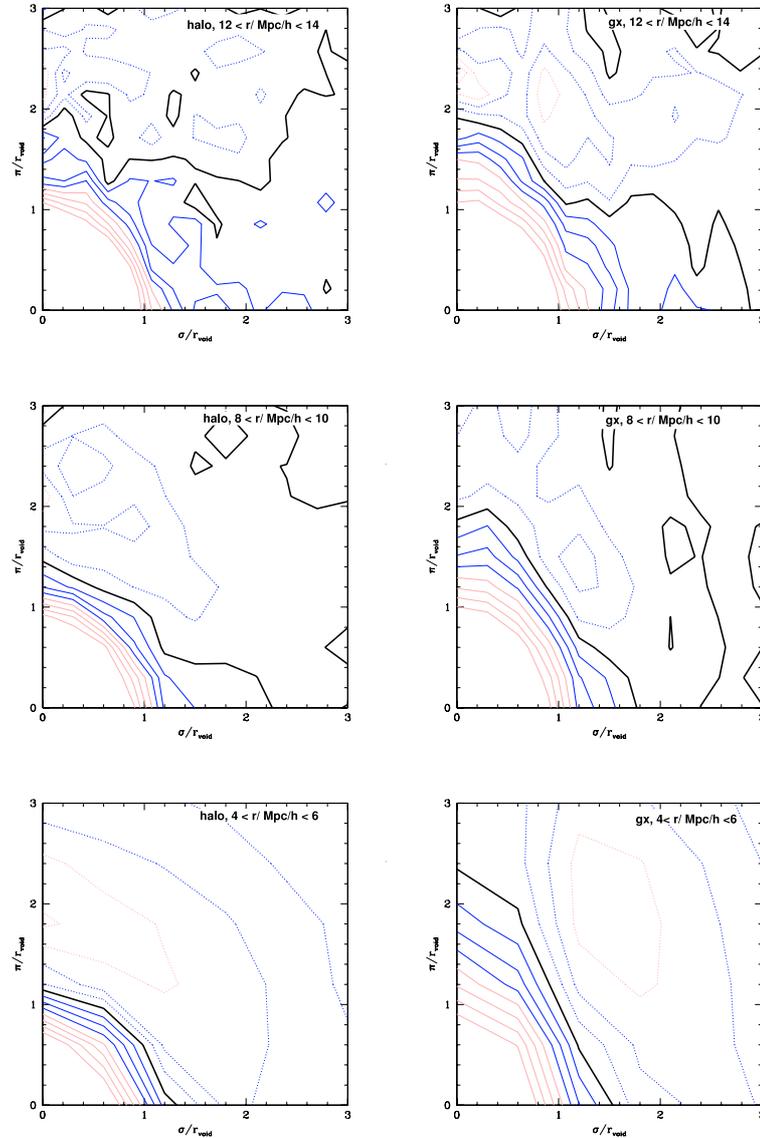


Figura 6.2: .

Función de correlación cruzada en espacio de redshift vacío-halo (izquierda) y vacío-galaxia semianalítica (derecha) en función de las coordenadas paralelas ( $\pi/r_{void}$ ) y perpendicular ( $\sigma/r_{void}$ ) a la línea de la visual (eje  $z$  en la simulación numérica). Las líneas sólidas rojas representan  $\xi(\sigma, \pi) = -0,6, -0,5, -0,4$ , las líneas sólidas azules  $\xi(\sigma, \pi) = -0,3, -0,2, -0,1$ , la línea gruesa corresponde a  $\xi(\sigma, \pi) = 0,0$ . Las líneas de puntos azules muestran  $\xi(\sigma, \pi) = 0,1, 0,2$ , y las líneas rojas de puntos,  $\xi(\sigma, \pi) = 0,3, 0,4$ , y  $0,5$ .

- ◇ El aplanamiento observado en los patrones más allá de este radio es originado por los movimientos aleatorios que tienen lugar en las paredes de los vacíos, los cuales corresponden a una dispersión de velocidades radiales  $\sigma_{perp} \simeq 300\text{kms}^{-1}$  (ver figuras 5.9, 5.7(a) y 5.8(a)).
- ◇ Usualmente, existen dos contornos  $\xi = 0$  en los diagramas  $\xi(\sigma, \pi)$  para vacíos. El primero de ellos (más próximo al origen) está asociado al incremento en la densidad en las paredes de los vacíos. El segundo contorno  $\xi = 0$  (más alejado del origen) está determinado por el fin de las fluctuaciones en gran escala.

El hecho que las galaxias del 2dFGRS exhiban esta clase de elongación en los entornos a vacíos representa una confirmación adicional del escenario de agregación jerárquica para la formación de estructuras.

Las elongaciones en la dirección de la línea de la visual plasmadas en la función de correlación de dos dimensiones para vacíos pueden ser utilizadas para inferir el campo de velocidades peculiares en los entornos a vacíos sin la necesidad de realizar mediciones de velocidades peculiares. Sin embargo, el ruido en los resultados restringe las aplicaciones cualitativas de este método. Por esta causa, un sistema diferente será adoptado con el objetivo de cuantificar la expansión de los vacíos en el Universo. Esto último es una tarea extremadamente complicada debido a los grandes errores involucrados en las mediciones de distancia mediante técnicas independientes del redshift. Este problema es tratado en el resto del capítulo.

## 6.2. Determinaciones cuantitativas de la expansión de vacíos en catálogos

Con el propósito de estudiar las características estadísticas del campo de velocidades peculiares en los entornos a vacíos se adopta un modelo teórico. El método requiere varias hipótesis acerca del modelo cosmológico adoptado con el objeto de derivar el campo de velocidades peculiares. No obstante, este método funciona satisfactoriamente, aún cuando se considera una simple aproximación no lineal.

### 6.2.1. Modelo no lineal de expansión de vacíos

Se aplica un modelo teórico no lineal, el cual se denominará “modelo de expansión”, con el fin de describir el comportamiento dinámico de partículas

en torno a regiones subdensas. Se prefiere un modelo no lineal en lugar de una aproximación lineal debido a que en las regiones interiores a los vacíos, la sobredensidad es significativamente distinta de cero y, en consecuencia, la condición de validez para la teoría lineal,  $|\delta| \ll 1$ , no es satisfecha.

Con este propósito se modifica el modelo de colapso esférico<sup>2</sup>, inicialmente desarrollado con el objetivo de describir los campos de velocidades peculiares en el entorno a sobredensidades, cuyas principales características se describen a continuación:

El modelo describe el colapso de las regiones circundantes a una sobredensidad local en la distribución de materia, bajo la hipótesis de que los objetos caen hacia las sobredensidades como si fuesen cáscaras esféricas (en torno a las sobredensidades) contrayéndose (Gun & Gott, 1972; Silk, 1974; Peebles, 1976), además, el modelo predice la transición entre la dinámica a escalas grandes, dominada por la caída de los objetos hacia los centros de potencial, y la dinámica en regiones virializadas, características de grupos y cúmulos de galaxias (Schechter, 1980; Ostriker et al., 1980).

Se propone una situación idealizada donde hay una sola región esférica con sobredensidad de masa. El campo de fuerzas derivado del potencial es esféricamente simétrico y tiene dirección radial en las regiones externas a la sobredensidad. Con estas hipótesis la teoría lineal de perturbaciones en la densidad muestra que se induce un campo de velocidades peculiares radiales en la región circundante a la sobredensidad. La relación entre el contraste de densidad y la amplitud del campo de velocidades peculiares (Peebles, 1980):

$$v_p(r) = -\frac{1}{3}\Omega_0^{0,6}H_0r\delta(r), \quad (6.2)$$

donde  $\delta(r)$  es el contraste de densidad de materia en una esfera de radio  $r$ ,  $\Omega_0$  es la densidad de materia del Universo en el presente y  $H_0$  es la constante de Hubble en el presente.

En regiones no lineales, las expresiones que regulan la dinámica en el régimen lineal se deben reemplazar por la solución exacta de las ecuaciones del movimiento para objetos en una región sobredensa de un Universo en expansión. En este régimen, Yahil (1986) encontró una aproximación para la solución de campos de velocidades peculiares para el colapso no lineal, donde las amplitudes de dichos campos están dadas por:

---

<sup>2</sup>El modelo de colapso esférico describe la caída de objetos a los pozos de potencial en un Universo  $\Lambda$ CDM en función de los parámetros cosmológicos adoptados. En la literatura se lo denomina modelo de *infall* esférico (ver las referencias citadas en el texto).

$$v_p = -\frac{1}{3}\Omega_0^{0.6}H_0r\delta(r)/(1 + \delta(r))^{0.25}. \quad (6.3)$$

Posteriormente, un factor exponencial extra fue agregado a la expresión 6.3 por Croft, Dalton & Efstathiou (1999) con el propósito de describir con mayor exactitud los campos de velocidades peculiares, especialmente cerca de la región virializada, obtenidos en el entorno a cúmulos masivos en simulaciones numéricas  $\Lambda$ CDM. El modelo de expansión, el cual fue implementado originalmente como parte de este trabajo de tesis, con el objetivo de obtener estimas de la velocidad de expansión a partir de datos observacionales, es análogo al modelo de colapso para sobredensidades; con la salvedad que en lugar de  $\delta(r) > 0$  se emplearan contrastes negativos en la densidad para los vacíos. El análisis de los catálogos sintéticos y los datos observacionales es realizado considerando la cosmología  $\Lambda$ CDM de concordancia, consistente con resultados del WMAP (Spergel y colaboradores, 2003). Debido a que la sobredensidad en las regiones correspondientes a vacíos es  $\sim -1$ , se espera que la aproximación no-lineal (ecuación 6.3) describa con precisión el campo de velocidades peculiares.

### Perfil teórico de densidad

Inicialmente, este formalismo es aplicado a un perfil teórico de densidad, con el propósito de evaluar y comprobar la eficacia del modelo para predecir campos de velocidades peculiares consistentes con los movimientos de expansión característicos de las regiones subdensas.

El perfil adoptado corresponde a una región con bajo contraste de densidad y simetría esférica, y es consistente con las restricciones implementadas en este trabajo para definir vacíos. El perfil teórico describe el perfil de densidad general<sup>3</sup> de la distribución de objetos en torno a vacíos, y fue tomado del ajuste obtenido a partir del perfil de las galaxias semianalíticas de la simulación D250 en función de la distancia a los vacíos en el espacio real (ver figura 4.6). En el panel superior izquierdo de la figura 6.3 se graficó el perfil teórico, el cual, mediante la aplicación del modelo no lineal generó las velocidades peculiares representadas en el panel superior derecho de la figura 6.3. De acuerdo a lo previsto, las amplitudes del campo de velocidades peculiares indican un movimiento de expansión en el interior del vacío teórico<sup>4</sup>.

---

<sup>3</sup>Se utiliza un perfil suavizado, omitiendo los detalles presentes en los perfiles presentados en el capítulo anterior, como por ejemplo los movimientos de caída en vacíos pequeños a escalas de  $r_{\text{void}}$ .

<sup>4</sup>Se recuerda que velocidades peculiares negativas se vinculan a expansión en tanto que velocidades peculiares positivas indican movimientos de caída hacia el centro del vacío.

---

Discriminando en diferentes radios de vacíos se obtienen las velocidades de expansión mostradas en el panel inferior de la figura 6.3 donde cada color indica un radio de vacío diferente. Como puede observarse, las velocidades peculiares alcanzan un valor mínimo (máxima expansión) a mayores distancias del centro del vacío, y este mínimo tiene un valor absoluto mayor para vacíos de mayor radio. De manera que un perfil universal de densidad de vacíos es capaz de generar campos de velocidades peculiares que conservan las características más notables de la dinámica de vacíos: la expansión general y, la relación del tamaño del vacío con la máxima velocidad de expansión alcanzada, y con la distancia entre el centro del vacío y radio donde ocurre la máxima expansión. No obstante, se pierde información acerca de los procesos que ocurren en las paredes o fronteras del vacío, entre los que cabe mencionar a los eventuales movimientos de caída, especialmente presentes en vacíos pequeños. Con la intención de examinar la fortaleza del modelo en casos más realistas se utilizarán perfiles de densidad medidos en simulaciones.

### **Perfil de densidad de galaxias**

Se aplicará el modelo de expansión a los perfiles de densidad de las galaxias semianalíticas de la simulación D250 en el espacio real (figura 4.6) para obtener predicciones de los campos de velocidades peculiares en el entorno a los vacíos, definidos por las galaxias semianalíticas, e identificados en el capítulo 3. Las predicciones serán comparadas con los resultados obtenidos utilizando las velocidades peculiares de las galaxias semianalíticas<sup>5</sup> (capítulo 5).

Los resultados de la aplicación del modelo de expansión (ecuación 6.3) a los perfiles trazados por las galaxias semianalíticas se representan en la figura 6.4(a). Las velocidades peculiares resultantes se muestran en función de la distancia al centro del vacío, cada color corresponde a un rango distinto de radios de vacíos, con tonos de grises crecientes con el tamaño del radio, de acuerdo a lo indicado en la figura.

Puede observarse la notable similitud entre los campos de velocidades peculiares calculados mediante velocidades peculiares (figura 5.3, página 96, para las galaxias semianalíticas en el espacio real) y los estimados mediante el modelo. Las predicciones para las velocidades peculiares correspondientes a la máxima expansión muestran un excelente acuerdo con las obtenidas a partir de velocidades peculiares. Análogamente, las escalas donde estos máximos ocurren son comparables a las determinadas utilizando las velocidades peculiares.

---

<sup>5</sup>Adicionalmente, el perfil trazado por las galaxias semianalíticas posee la ventaja de permitir futuras comparaciones con resultados derivados de catálogos observacionales.

---

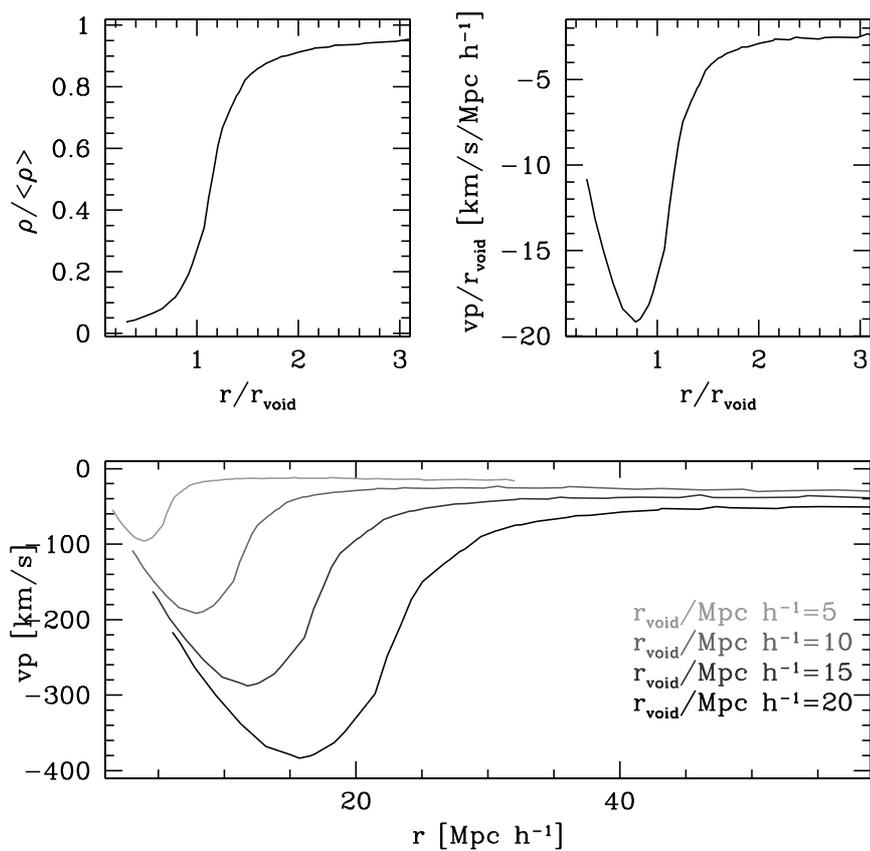


Figura 6.3: Paneles superiores: perfil de densidad de un vacío teórico en función de la distancia normalizada al centro del vacío (izquierda); velocidades peculiares obtenidas de perfil teórico mediante la aplicación del modelo de expansión (derecha).

Panel inferior: velocidades correspondientes a distintos tamaños de vacíos.

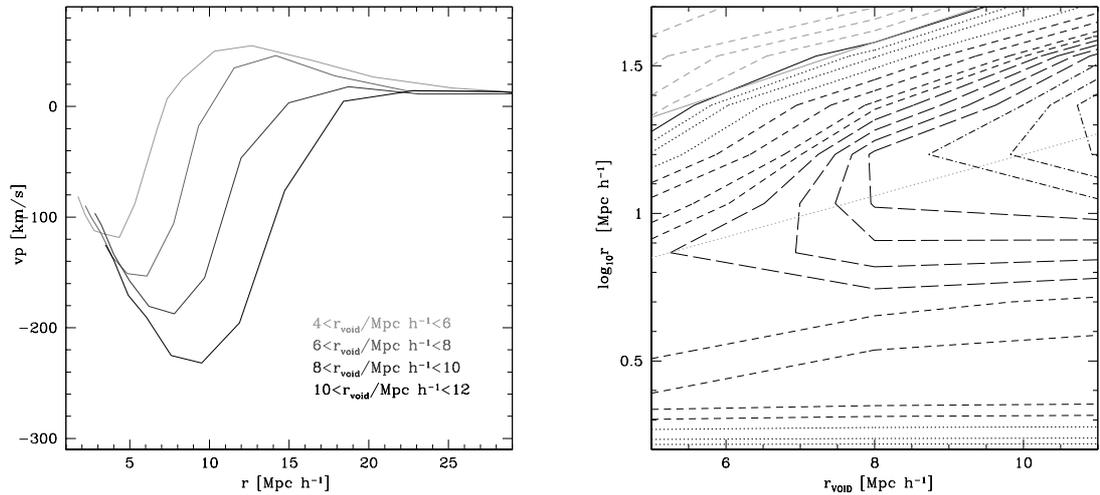


Figura 6.4: (a) Izquierda: predicciones de la amplitud del campo de velocidades peculiares en función de la distancia al centro del vacío para las galaxias semianalíticas mediante el modelo de expansión. Los distintos colores de líneas corresponden a radios de vacíos diferentes, con tonos de grises crecientes en intensidad con el tamaño de  $r_{\text{void}}$ , como se indica en la figura.

(b) Derecha: líneas de contorno de la velocidad en función de la distancia al centro del vacío y radio derivadas del modelo. Las líneas negras de puntos y trazos representan velocidades en  $-200 < v/\text{km/s} < -160$  ( $-200$ ,  $-180$ ,  $-160$ ), las líneas negras de trazos largos representan velocidades en  $-160 < v/\text{km/s} < -100$  ( $-140$ ,  $-120$ ,  $-100$ ), las líneas negras de trazos cortos representan velocidades en  $-100 < v/\text{km/s} < -40$  ( $-80$ ,  $-60$ ,  $-40$ ), las líneas negras de puntos representan velocidades en  $-40 < v/\text{km/s} < 0$  ( $-20$ ,  $-10$ ,  $-6$ ,  $-2$ ,  $-1$ ), las línea negra sólida representa velocidad  $= 0$ , y las líneas cianes a trazos representan velocidades positivas (5, 10, 20, 40). La línea de puntos gris representa el ajuste de la relación entre el radio del vacío y la distancia a la que ocurre el máximo de expansión y, la línea gris llena representa el ajuste correspondiente para la distancia en que  $v = 0$ .

Asimismo, los vacíos más pequeños exhiben una clara señal de colapso a distancias del orden del radio del vacío, consistente con los campos de velocidades peculiares de las galaxias semianalíticas en la simulación D250 (ver las curvas de líneas llenas en los paneles superiores de la figura 5.3, en la página 96).

Las predicciones para la relación entre el radio del vacío y la distancia a la que ocurre el máximo de expansión con la velocidad peculiar es explorada en mayor detalle mediante el análisis de las curvas de nivel de la velocidad peculiar. Estas líneas de nivel son mostradas en la figura 6.4(b), en función del radio y distancia al centro. Los tipos de líneas representan distintos valores de la velocidad como se indica en la leyenda al pie.

Se ajustó la expresión exponencial descrita en la ecuación (5.2) a la distancia donde la velocidad alcanza el valor cero, resultando los parámetros de mejor ajuste  $a = 0,90$  y  $b = 0,35$ . La relación obtenida se muestra en líneas llenas grises en la figura 6.4(b); una relación análoga fue establecida para representar la distancia de expansión máxima (líneas de puntos grises en la figura 6.4(b)), siendo los mejores ajustes obtenidos  $a = 0,57$  y  $b = 0,30$ .

La notable similitud entre los campos predichos por el modelo y los medidos directamente, a partir de las velocidades peculiares de las galaxias semianalíticas en la simulación D250, fortalece la validez del modelo no lineal de expansión para reproducir campos de velocidades peculiares en los entornos a regiones subdensas. Por lo tanto, se utilizará este modelo para estimar la velocidad de expansión de los vacíos en los catálogos de galaxias 2dFGRS sintético y observacional.

### 6.2.2. Expasión de los vacíos de galaxias

Se aplica el modelo de expansión (ecuación 6.3) a los catálogos de galaxias 2dFGRS sintético y observacional con la intención de predecir la amplitud de la velocidades peculiares. El modelo utiliza los valores medidos para la función de correlación cruzada vacío-galaxia en el espacio de redshift y en el espacio real ( $\xi(s)$  y  $\xi(r)$ , respectivamente) para calcular el contraste de densidad de galaxias  $\delta_{gx}(r)$  (Croft et al., 1999). El subíndice  $gx$  indica que se ha utilizado a las galaxias en lugar de la masa, que es la que induce los campos de fuerzas, ya que no es posible medir la función de correlación cruzada vacío-masa directamente<sup>6</sup>. Por esta causa, las velocidades peculiares obtenidas a

---

<sup>6</sup>En los catálogos observacionales de galaxias no se dispone de información sobre la distribución de masa subyacente, en consecuencia no es posible realizar cálculos estadísticos que involucren a la masa, como por ejemplo las funciones de correlación.

partir de este formalismo corresponden en realidad a:

$$v_p^{gx} \simeq bv_p, \quad (6.4)$$

con la condición de validez  $|\delta| \ll 1$  (la cual se satisface en los contornos de los vacíos o en regiones externas a ellos);  $b$  es el desconocido factor de sesgo que relaciona los contrastes de densidad de masa y galaxias en los entornos a vacíos, el cual se considera  $b = 1$  en este trabajo (para mayores detalles ver Verde y colaboradores, 2002).

Este formalismo es aplicado a la función de correlación cruzada vacío-galaxia obtenida a partir de catálogo 2dFGRS sintético, las predicciones obtenidas para las velocidades peculiares se encuentran expuestas mediante líneas cianes en las figuras 6.5(a) y 6.5(b), donde cada tipo de línea corresponde a diferentes radios de vacíos y muestras como se indica en la leyenda al pie de la figura.

En la figura 6.5(b), las velocidades de expansión resultantes de aplicar el modelo al catálogo 2dFGRS sintético son representadas en función de la distancia al centro del vacío (líneas cianes), por comparación, las amplitudes de expansión derivadas a partir de las velocidades peculiares de las galaxias en el catálogo sintético se muestran en líneas negras. Los distintos tipos de líneas corresponden a diferentes radios de vacíos y muestras, como se detalla en la figura.

Mediante la comparación entre las velocidades de expansión medidas directamente, a partir de las velocidades peculiares de las galaxias, y las predichas por el modelo (líneas negras y grises, respectivamente), puede ser apreciado un acuerdo cualitativo, especialmente para los vacíos más grandes. Los vacíos pequeños manifiestan algunas discrepancias a distancias de escasas veces el radio del vacío; ésto puede ser ocasionado por imprecisiones en la aproximación adoptada para la identificación de vacíos de pequeño tamaño, tales como la simetría esférica. En general, se observa que las velocidades de expansión medidas directamente y predichas por el modelo arrojan valores comparables para la expansión máxima, como así también para las distancias al centro del vacío donde estas ocurren. Este resultado (que las formas de las curvas de la velocidad peculiar determinadas por ambos métodos, medición directa y modelo, sean similares) refuerza la eficacia del modelo para predecir los campos de velocidades peculiares en el entorno a los vacíos.

Se aplica entonces el modelo de expansión al catálogo 2dFGRS observacional. Se emplean las funciones de correlación cruzada vacío-galaxia en espacio de redshift obtenidas para el catálogo observacional considerando que los resultados no variarían significativamente a causa del empleo de correlaciones en

espacio de redshift en lugar de datos en espacio real. Las predicciones para las velocidades peculiares son mostradas en líneas negras en la figura 6.5(a). Con propósitos de facilitar la comparación, se muestran conjuntamente con las predicciones para las velocidades peculiares en el catálogo sintético (líneas cianes). Las amplitudes de expansión máxima para el 2dFGRS observacional, y las distancias donde este máximo ocurre, están en excelente acuerdo con las predicciones para el catálogo sintético. Independientemente del tamaño del vacío, ambas curvas exhiben amplitudes y formas altamente similares, especialmente a escalas del orden del radio del vacío.

Encontrar las mismas predicciones para las velocidades de expansión en los catálogos sintéticos y observacionales es muy alentador. Esto sugiere que las estimas obtenidas para la velocidad de las galaxias en los entornos de los vacíos en el catálogo 2dFGRS observacional resultan confiables. Sólo a grandes separaciones de los centros de los vacíos las velocidades de expansión estimadas para el catálogo 2dFGRS observacional se vuelven considerablemente mayores en comparación con el catálogo sintético. Permanece para ser confirmado si este resultado es el esperado a partir de los datos o es simplemente producido por efectos sistemáticos, probablemente inducidos por el uso de correlaciones en el espacio de redshift.

Las velocidades de expansión máximas medidas son descritas con exactitud por el modelo, como así también las distancias al centro del vacío donde tiene lugar la expansión máxima. Mediante la inspección de las figuras 6.5(a) y 6.5(b) es posible notar que las velocidades medidas y predichas por el modelo en los entornos a vacíos de tamaño medio y grande (líneas de puntos y líneas a trazos, respectivamente), comienzan alcanzando un valor mínimo y, a continuación, incrementan su valor hasta, eventualmente, alcanzar  $V_{flow} = 0\text{km/s}$ .

### 6.2.3. Amplitud máxima de expansión de vacíos en catálogos

Se estudian las predicciones para las líneas de contorno de la velocidad de expansión en función del radio del vacío y la distancia al centro del vacío en los catálogos 2dFGRS sintético y observacional.

Se analiza la dependencia de la distancia de expansión máxima con el radio del vacío resultante de las predicciones del modelo de expansión no-lineal, se realiza el análisis para ambos catálogos, sintético y observacional. El propósito de hacer esto radica en realizar comparaciones entre los resultados provenientes de ambos catálogos, y, evaluar la calidad y eficiencia del modelo al describir

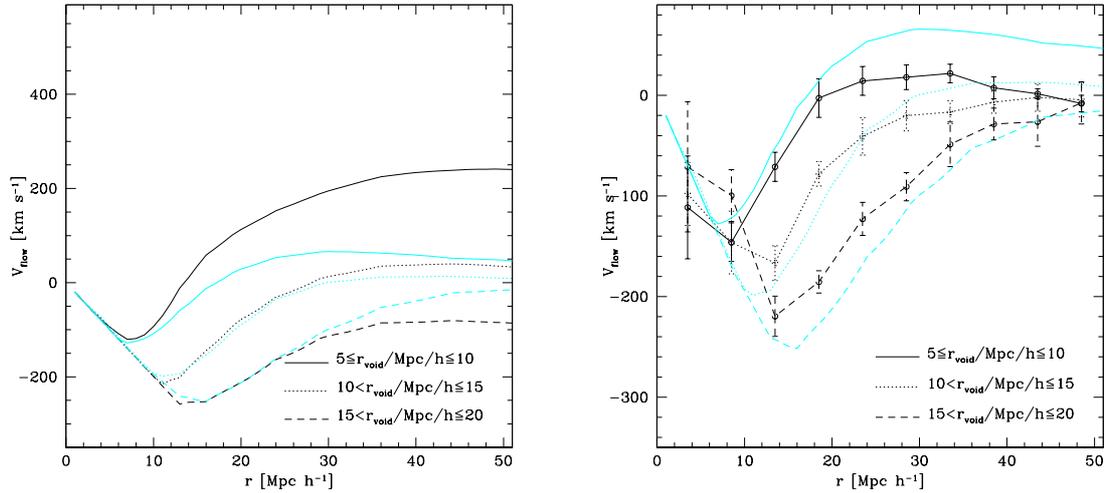


Figura 6.5: (a) Izquierda: predicciones de la amplitud del campo de velocidades peculiares en función de la distancia al centro del vacío para el catálogo 2dFGRS observacional (líneas negras) mediante el modelo no lineal de velocidades. Los tipos de líneas diferentes corresponden a rangos de radio de vacíos diferentes y son obtenidos mediante diferentes muestras (líneas sólidas,  $5 \leq r_{\text{void}}/\text{Mpc h}^{-1} \leq 10$  y  $S121_{2df}$ , líneas de puntos,  $10 < r_{\text{void}}/\text{Mpc h}^{-1} \leq 15$  y  $S151_{2df}$ , líneas a trazos,  $15 < r_{\text{void}}/\text{Mpc h}^{-1} \leq 20$  y  $S171_{2df}$ ). Las predicciones de las velocidades para el catálogo sintético se muestran en líneas cianes para muestras análogas.

(b) Derecha: amplitud de la expansión en función de la distancia al centro del vacío derivado a partir de velocidades peculiares en el catálogo sintético (líneas negras). Los distintos tipos de líneas corresponden a radios de vacíos diferentes, y las submuestras mostradas son las mismas que en la figura 6.5(a). Las líneas cianes muestran las predicciones del modelo de expansión para las amplitudes de las velocidades correspondientes a las mismas muestras y radios de vacíos representados por las líneas negras.

los campos de velocidades peculiares. Se producen las líneas de contorno de la velocidad peculiar predicha por el modelo, las cuales se encuentran representadas en la figura 6.6, donde el panel izquierdo corresponde al catálogo sintético y el panel a la derecha corresponde al 2dFGRS observacional.

Mediante la comparación de ambos paneles de la figura 6.6 puede ser notado que, desde un punto de vista cualitativo, las predicciones teóricas para los catálogos 2dFGRS sintético y observacional son enteramente similares. Llevando a cabo un análisis más cuantitativo, se encuentra que las velocidades máximas en torno a grandes vacíos ( $r_{void} > 14h^{-1}\text{Mpc}$ ) ocurren a escalas en el rango  $10 < rh^{-1}\text{Mpc} < 20$  para ambos casos (catálogo sintético y predicciones teóricas). Los resultados expuestos en esta figura están en buen acuerdo, además, con aquellos encontrados a partir de la medición directa del campo de velocidades peculiares en el catálogo sintético 2dFGRS mostrado en la figura 5.5.

Con el propósito de caracterizar la relación entre el radio del vacío y la distancia a la cual ocurre la velocidad mínima, se utiliza la relación lineal, análoga a la ecuación 5.1, dada por:

$$r(v_{min}) = a_l r_{void} + b_l. \quad (6.5)$$

Se ajusta la relación 6.5 a las predicciones para los catálogos 2dFGRS sintético y observacional. Los mejores parámetros de ajuste corresponden a donde  $a_l = 0,7$  y  $b_l = 2$  en ambos catálogos. Esta expresión se encuentra representada por una línea de puntos roja en ambos paneles de la figura 5.5. Aunque ésta es la manera más simple de describir la relación  $r(v_{min})-r_{void}$ , se ajusta además una relación exponencial:

$$r(v_{min}) = \exp(r_{void}/a)^b, \quad (6.6)$$

la cual es representada por una línea sólida roja en la figura 6.6, donde los parámetros que proveen el mejor ajuste corresponden a  $a = 0,95$  y  $b = 0,33$ , y,  $a = 1,05$  y  $b = 0,35$ , para los catálogos 2dFGRS sintético y observacional, respectivamente. Es notable la similitud entre los resultados de datos sintéticos y observacionales.

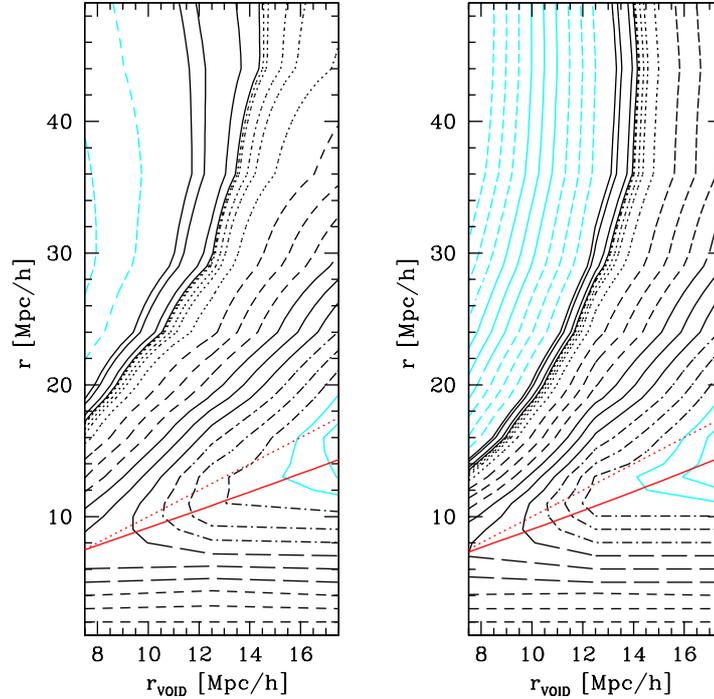


Figura 6.6: Diagrama en dos dimensiones de las amplitudes de expansión derivados mediante el modelo teórico, en función del radio de vacío (abscisas) y de la distancia al centro del vacío (ordenadas), para los catálogos 2dFGRS sintético y observacional (paneles a la izquierda y derecha respectivamente). Las líneas sólidas cianes representan velocidades menores que  $-340$  km/s ( $-340, -320, -300, -280$ ), las líneas de puntos cianes  $-280 < v/km/s < -200$  ( $-260, -240, -210$ ), las líneas negras de puntos y trazos  $-220 < v/km/s < -140$  ( $-200, -180, -160$ ), las líneas negras de trazos largos  $-160 < v/km/s < -100$  ( $-140, -120, -100$ ), las líneas negras de trazos cortos  $-100 < v/km/s < -40$  ( $-80, -60, -40$ ), las líneas negras de puntos  $-40 < v/km/s < 0$  ( $-20, -10, -6, -2, -1$ ), las líneas negras sólidas representan velocidades positivas mayores que  $10$  km/s ( $0, 5, 15, 20$ ), las líneas cianes de trazos cortos  $20 < v/km/s < 100$  ( $40, 60, 80$ ), las líneas cianes de trazos largos  $160 < v/km/s < 100$  ( $100, 120, 140$ ), y las líneas cianes de puntos y trazos  $v > 160$  km/s ( $160, 180, 200$ ). Las líneas rojas sólidas y de puntos muestran el ajuste de las expresiones exponencial y lineal para las distancias de máxima expansión en función del radio y la distancia al vacío.



## Parte IV

# **Galaxias en regiones subdensas**



## Capítulo 7

# GALAXIAS EN VACÍOS

Se analizan las propiedades estadísticas de galaxias en regiones subdensas. Se examinan las características espectroscópicas de las galaxias en los interiores y fronteras de los vacíos. Se dispone de galaxias y vacíos en numerosas muestras de variada profundidad y luminosidad, extraídas del catálogo 2dFGRS. Se investigan posibles dependencias del tipo espectral  $\eta$  con la posición relativa al centro del vacío, para diferentes tamaños de vacíos. Se examina la importancia relativa de las poblaciones de galaxias de distintos tipos espectrales con la distancia al centro del vacío, en relación a la población de galaxias de campo, con diferentes cortes en redshift y luminosidad. Se comparan las características espectroscópicas de poblaciones de interiores y fronteras de vacíos relativas al campo. Se confrontan los resultados con las predicciones de modelos semianalíticos de formación de galaxias y con teorías de evolución galáctica. Los resultados aquí expuestos han sido enviados para su publicación en el BAAA, 51 (2009)

El estudio de la población de galaxias en vacíos grandes es crucial para entender los procesos involucrados en la formación y evolución de galaxias. Se ha encontrado que las mayores cantidades de espacio en el Universo son ocupadas por vacíos <sup>1</sup>, sumando hasta el  $\sim 50\%$  del volumen total de catálogos de galaxias (Patiri et al., 2006b y referencias allí citadas). Este resultado ha sido obtenido repetidamente mediante el uso de diversos catálogos realizados a partir de relevamientos de galaxias observadas en una gran variedad de longitudes de onda (Hoyle & Vogeley, 2002), tales como el Center for Astrophysics Survey (CfA, Vogeley et. al, 1991; 1994), el Southern Sky Redshift Survey (SSRS, Gaztañaga & Yokoyama, 1993), el Point Source Catalogue Redshift Survey (PSCz, Hoyle & Vogeley, 2002), el Infrared Astronomical Satellite (IRAS, El-Ad et. al, 1997), el Las Campanas Redshift Survey (LCRS, Muller et. al, 2000), el 2dFGRS (Hoyle & Vogeley, 2004; Croton et. al, 2004; Patiri et. al, 2006b) y el SDSS (Hoyle et. al, 2005; Rojas et. al, 2005).

Numerosos estudios han estado concentrados en las propiedades de galaxias en regiones subdensas. La función de luminosidad de galaxias en vacíos en el SDSS ha sido medida por Hoyle et al. (2005), quienes además estudiaron las propiedades fotométricas de las galaxias en vacíos encontrando que, en general, la población de galaxias en vacíos esta caracterizada por una luminosidad característica más débil  $L^*$ . No obstante, la importancia relativa de galaxias débiles es similar a la encontrada en el campo (i.e. la pendiente del extremo débil de la función de luminosidad en vacíos es similar a la del campo).

Las propiedades fotométricas y espectroscópicas de galaxias en vacíos han sido estudiadas en detalle por Rojas et al. (2004 y 2005), quienes encontraron que las galaxias en interiores de vacíos son más débiles y tienen tasas más altas de formación estelar que las galaxias en regiones más densas; además las galaxias en los vacíos han estado formando estrellas a una tasa similar durante extensos períodos de tiempo.

En virtud de los resultados previamente mencionados, y considerando las características de los perfiles de densidad obtenidos en el capítulo 4 (en los cuales se evidencia una tendencia de las galaxias del 2dFGRS a delinear más acentuadamente los contornos de los vacíos, respecto al SDSS, indicando, posiblemente, una vinculación con las propiedades de las galaxias) se examinarán las características de las galaxias en vacíos en el catálogo 2dFGRS observacional. Se estudiarán las variaciones de las propiedades espectroscópicas de

---

<sup>1</sup>En la totalidad de los estudios publicados se obtienen resultados que indican que los vacíos ocupan los mayores volúmenes de espacio, independientemente de la definición de vacío adoptada.

---

galaxias en relación a su distancia a los vacíos, en particular se analizarán posibles dependencias en la actividad de formación estelar.

## 7.1. Muestras 2dFGRS

Las muestras de galaxias analizadas en este capítulo son extraídas del 2dFGRS descrito en la subsección 3.3.1. Con el objetivo de cuantificar las propiedades de galaxias en vacíos se adopta la clasificación espectral presentada por Madgwick et. al (2002), la cual es incluida en el catálogo. A cada galaxia se le asigna un parámetro espectral  $\eta$ , el cual representa la intensidad de las líneas en el espectro de la galaxia. El parámetro espectral ( $\eta$ ) manifiesta una intensa correlación con el ancho equivalente de la línea de emisión  $H\alpha$  y, en consecuencia, es posible interpretarlo como un indicador de la intensidad de la actividad de formación estelar en la galaxia, lo cual permite la definición de una clasificación espectral. La tasa de formación estelar específica en galaxias adquiere valores más altos con el crecimiento de  $\eta$ . Además, el parámetro  $\eta$  se relaciona con el tipo morfológico de las galaxias, estando vinculados, los menores valores de  $\eta$  a los tipos morfológicos más tempranos, y los mayores a los más tardíos.

La clasificación espectral de galaxias según  $\eta$  se describe a continuación:

- Tipo espectral 1:  
Galaxias con  $\eta < -1,4$ . Estas galaxias son formadoras pasivas de estrellas y, consecuentemente, rojas. Están caracterizadas por tener tipos morfológicos E/S0, también pueden encontrarse espirales tempranas.
  - Tipo espectral 2:  
Galaxias con  $-1,4 < \eta < 1,1$ , tienen actividad de formación estelar moderada. Suelen ser galaxias espirales tempranas (Sa/Sb), donde el tamaño del bulbo es más importante que el de los brazos espirales.
  - Tipo espectral 3:  
Galaxias con  $1,1 < \eta < 3,5$ , con actividad de formación estelar intensa y colores azules. Suelen ser espirales tardías (principalmente con tipos morfológicos Sb/Sc).
  - Tipo espectral 4:  
Galaxias con  $3,5 < \eta$ , presentan la mayor tasa de formación estelar específica de todos los tipos espectrales y están caracterizadas por tener tipos morfológicos tardíos (Scd).
-

Con el propósito de analizar propiedades de las galaxias en los vacíos se utilizaron los vacíos identificados en las muestras seleccionadas del catálogo 2dFGRS observacional descritas a continuación:

- $S081_{2df}$ , caracterizada por  $z < 0.08$  y  $B < -18.00$
- $S101_{2df}$ , caracterizada por  $z < 0.10$  y  $B < -18.49$
- $S121_{2df}$ , caracterizada por  $z < 0.12$  y  $B < -18.88$
- $S151_{2df}$ , caracterizada por  $z < 0.15$  y  $B < -19.36$
- $S171_{2df}$ , caracterizada por  $z < 0.17$  y  $B < -19.64$
- $S082_{2df}$ , caracterizada por  $z < 0.08$  y  $B < -18.70$
- $S102_{2df}$ , caracterizada por  $z < 0.10$  y  $B < -19.19$
- $S122_{2df}$ , caracterizada por  $z < 0.12$  y  $B < -19.58$

Las características de los vacíos identificados en cada una de estas muestras se encuentran en la subsección 3.3.2.

## 7.2. Galaxias en el entorno a regiones subdensas

A causa del exiguo número de galaxias en los interiores de vacíos se han adoptado dos tácticas separadas que posibilitan el estudio de diferentes regiones subdensas. En primer lugar, la utilización de galaxias luminosas, trazadoras de la estructura de los vacíos, permite el análisis de galaxias cercanas a la frontera de los vacíos. El segundo método consiste en la inclusión de galaxias más débiles que aquellas empleadas en la identificación de vacíos con el propósito de indagar acerca de las galaxias más cercanas al centro de los vacíos<sup>2</sup>.

### 7.2.1. Fronteras de vacíos

En esta sección se realiza un análisis de propiedades de galaxias pobladoras de vacíos, especialmente de la regiones cercanas a sus fronteras<sup>3</sup>, mediante la

---

<sup>2</sup>Se estudiarán, por ejemplo, las propiedades de las galaxias de la muestra  $S081_{2df}$  en el entorno a los vacíos identificados en la muestra  $S082_{2df}$ , esta última sólo contiene las galaxias más luminosas de la primera.

<sup>3</sup>Las paredes de los vacíos, vinculadas con las fronteras de los mismos, son las regiones donde las densidades aumentan hasta alcanzar, y en algunos casos incluso superar, la den-

---

consideración de las galaxias provenientes de la muestra destinada a realizar la identificación de los vacíos. Se espera obtener información estadísticamente significativa de las regiones ubicadas en las fronteras de los vacíos, debido a que a esas escalas es donde la densidad de galaxias comienza a incrementarse, aportando mayor número de galaxias. Notar que, a pesar de que la densidad se incrementa cerca del borde de los vacíos, ésta aún se mantiene a niveles significativamente bajos en comparación a los valores medios de densidad de galaxias en las muestras utilizadas.

Las fronteras de los vacíos, asimismo, coinciden con la zona donde la velocidad de expansión alcanza su máximo valor absoluto y comienza a disminuir. Mediante la consideración de las condiciones dinámicas especiales subyacentes en las paredes de los vacíos, allí las galaxias adquieren movimientos en la dirección del borde de los vacíos, resulta razonable prever una influencia en las características de la población de galaxias en las fronteras de los vacíos, otorgándole características distintivas.

Con el propósito de estudiar propiedades de galaxias en vacíos en función de la actividad de formación estelar de las mismas, se definen tres grupos de tipos espectrales de galaxias, los cuales son construidos adoptando la subdivisión sugerida por Madgwick et al. (2002),  $ST1_{2df}$  para galaxias con tipo espectral 1,  $ST2_{2df}$  para galaxias con tipo espectral 2 y  $ST3 + 4_{2df}$  para galaxias con tipos espectrales 3 y 4.

Se analizarán las variaciones en los tipos espectrales de galaxias en relación con su posición respecto al centro del vacío. Con esta finalidad se propone estudiar la variación del valor medio de la fracción de galaxias de un dado tipo espectral ( $f_{ST}$ ) con la distancia al centro del vacío ( $r$ ), como una manera de caracterizar la población de galaxias en estas regiones. Las fracciones se calculan según la expresión:

$$f_{ST}(r) = \langle N_{ST}(r)/N_T(r) \rangle, \quad (7.1)$$

donde  $N_{ST}$  es el número de galaxias de un dado tipo espectral ( $ST1$ ,  $ST2$  o  $ST3 + 4$ ),  $N_T$  representa el número total. Se computa el promedio sobre todos los vacíos en la muestra<sup>4</sup>.

---

sidad media. Las fronteras son regiones subdensas en el entorno al contorno de los vacíos (caracterizadas por tener distancias al centro del void  $\simeq r_{\text{void}}$ ), que están incluidas en las paredes, pero no suelen contener regiones con densidad mayor a la media. Una definición precisa de pared será expuesta en el capítulo 8.

<sup>4</sup>Se seleccionan todos los vacíos presentes en las muestras en el rango de tamaños de radio considerado.

---

Los paneles superiores de la figura 7.1 muestran los perfiles de densidad en el entorno a vacíos trazados por todas las galaxias de la muestra  $S081_{2df}$ . Como puede observarse, la subdensidad en el borde de los vacíos ( $r \simeq r_{\text{void}}$ ) se mantiene en valores considerablemente bajos. Los paneles inferiores de la figura 7.1 exhiben las fracciones de tipo espectral para vacíos identificados en la muestra  $S081_{2df}$ , la cual contiene galaxias con  $z < 0,08$ , y magnitudes más brillantes que  $B_j = -18.00$ . Se recuerda que las fracciones de tipo espectral son calculadas utilizando galaxias en la misma muestra,  $S081_{2df}$ . En los casos de ausencia de galaxias, lo cual ocurre preferentemente en las regiones más internas de los vacíos, se establece el valor cero para las fracciones. Además, las fracciones de los tres tipos espectrales difícilmente llegan a sumar el valor uno debido a la presencia de un gran número de galaxias que no poseen estimas del parámetro  $\eta$ . Como puede notarse a partir de la comparación de las fracciones, se presenta un déficit de galaxias ST1, más rojas y con menor formación estelar, en los interiores de los vacíos respecto a la fracción en el campo, en tanto que las galaxias más azules y con mayor actividad de formación estelar, ST3+4, alcanzan fracciones con valores comparables a las del campo a escalas del orden del tamaño del vacío. La característica más sobresaliente de la figura 7.1 consiste en el abrupto máximo en la fracción de galaxias ST2 (líneas verdes) a escalas del orden del radio del vacío. Este comportamiento se repite sistemáticamente para todos los tamaños de vacíos en la totalidad de las muestras analizadas en este trabajo, las cuales serán analizadas en los párrafos siguientes.

En la figura 7.2 se exponen las fracciones de galaxias de distinto tipo espectral normalizadas a los valores medios. Las fracciones se representan en función de la distancia normalizada al radio del vacío. Los distintos tipos y colores de líneas representan a diferentes tipos espectrales: las líneas de puntos rojos corresponden a fracciones de galaxias ST1, las sólidas verdes a ST2 y las a trazos azules a ST3 y ST4. Los paneles (a) y (b) corresponden a los mismos radios de vacío y muestras mostrados en la figura 7.1. Los paneles (c) y (d) corresponden a vacíos con radios en los rangos  $12 < r_{\text{void}}/\text{Mpc h}^{-1} < 14$  y  $14 < r_{\text{void}}/\text{Mpc h}^{-1} < 16$  de la muestra  $S121_{2df}$ , respectivamente; los paneles (e) y (f) corresponden a  $16 < r_{\text{void}}/\text{Mpc h}^{-1} < 18$  y  $18 < r_{\text{void}}/\text{Mpc h}^{-1} < 20$  de la muestra  $S151_{2df}$ , respectivamente. Notar que se han elegido los tamaños de vacíos más apropiados en cada muestra con el propósito de mejorar la importancia de los resultados estadísticos.

Los resultados de las fracciones representadas en la figura 7.2 son cualitativamente similares para todas las muestras y radios de vacíos considerados, en particular son consistentes con la figura 7.1. Como puede observarse, se pone

$B_{lim}$	$f_{ST1}$	$f_{ST2}$	$f_{ST3+4}$
-18.00	$0.16 \pm 0.01$	$0.56 \pm 0.04$	$0.23 \pm 0.01$
-18.49	$0.28 \pm 0.01$	$0.46 \pm 0.03$	$0.25 \pm 0.01$
-18.88	$0.34 \pm 0.01$	$0.40 \pm 0.02$	$0.189 \pm 0.006$
-19.36	$0.36 \pm 0.02$	$0.42 \pm 0.04$	$0.145 \pm 0.006$
-19.64	$0.39 \pm 0.03$	$0.41 \pm 0.04$	$0.13 \pm 0.05$

Tabla 7.1: Fracción de galaxias en las fronteras de los vacíos en el catálogo 2dFGRS, promediada sobre todos los radios de vacíos en función de los tipos espectrales ( $f_{STi}$ ). Las fracciones corresponden a galaxias y vacíos en las muestras  $S081_{2df}$  ( $B_{lim}=-18.00$  y  $z_{lim}=0.08$ ),  $S101_{2df}$  ( $B_{lim}=-18.49$  y  $z_{lim}=0.10$ ),  $S121_{2df}$  ( $B_{lim}=-18.88$  y  $z_{lim}=0.12$ ),  $S151_{2df}$  ( $B_{lim}=-19.36$  y  $z_{lim}=0.15$ ) y  $S171_{2df}$  ( $B_{lim}=-19.64$  y  $z_{lim}=0.17$ ).

$B_{lim}$	$f_r(ST1)$	$f_r(ST2)$	$f_r(ST3 + 4)$
-18.00	$0.44 \pm 0.03$	$1.7 \pm 0.1$	$0.85 \pm 0.03$
-18.49	$0.62 \pm 0.02$	$1.45 \pm 0.09$	$1.12 \pm 0.05$
-18.88	$0.69 \pm 0.02$	$1.25 \pm 0.06$	$1.19 \pm 0.03$
-19.36	$0.70 \pm 0.04$	$1.3 \pm 0.1$	$0.97 \pm 0.04$
-19.64	$0.71 \pm 0.05$	$1.3 \pm 0.1$	$1.1 \pm 0.4$

Tabla 7.2: Razón entre la fracción promediada de galaxias en las fronteras de los vacíos ( $f_r(STi)$ ) y la fracción total de galaxias en el campo, para galaxias con tipo espectral “i”, en el catálogo 2dFGRS.

de manifiesto una carencia de galaxias rojas, formadoras pasivas de estrellas (ST1, líneas de puntos rojos) en los interiores y fronteras de los vacíos, respecto a la media; conjuntamente se observa un notable máximo de las galaxias ST2 en las fronteras de los vacíos (líneas sólidas verdes), indicando una tendencia sistemática de estas galaxias a poblar las fronteras de los vacíos.

Considerando las características especiales de las galaxias en las fronteras de los vacíos, se calcularon los promedios de las fracciones de distinto tipo espectral en esas regiones, donde el promedio es tomado sobre el conjunto completo de vacíos en cada muestra. Las fracciones promediadas se muestran en el panel de la izquierda en la figura 7.3, donde los puntos corresponden al valor medio de las fracciones en la frontera del vacío y las líneas a las fracciones de galaxias de campo. Como puede verse en la figura, la fracción de galaxias

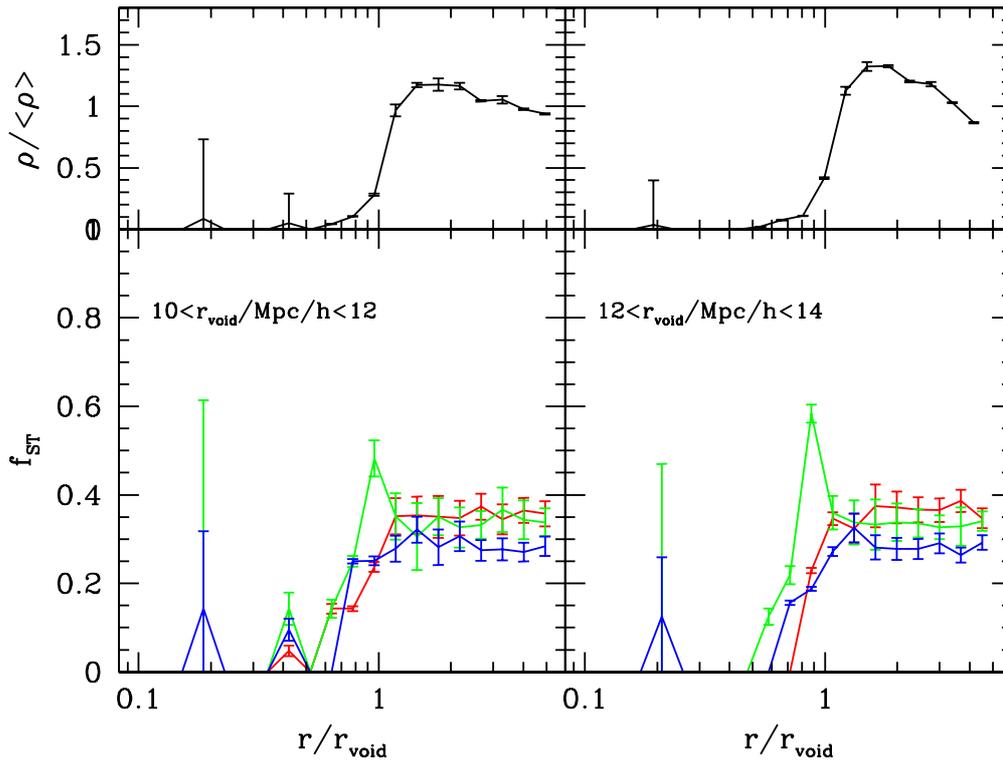


Figura 7.1: Paneles superiores: perfiles de densidad de vacíos trazados por la muestra completa de galaxias  $S081_{2df}$ , la cual contiene galaxias con  $z < 0.08$  y  $B < -18.00$ , para  $10 < r_{\text{void}} / \text{Mpc} h^{-1} < 12$  (izquierda) y  $12 < r_{\text{void}} / \text{Mpc} h^{-1} < 14$  (derecha).

Paneles inferiores: fracciones de tipos de galaxias en función de la distancia al centro del vacío para la muestra  $S081_{2df}$ . Las líneas de puntos rojos corresponden a galaxias tipo ST1, las líneas sólidas verdes a ST2 y las líneas a trazos azules a galaxias ST3+4.

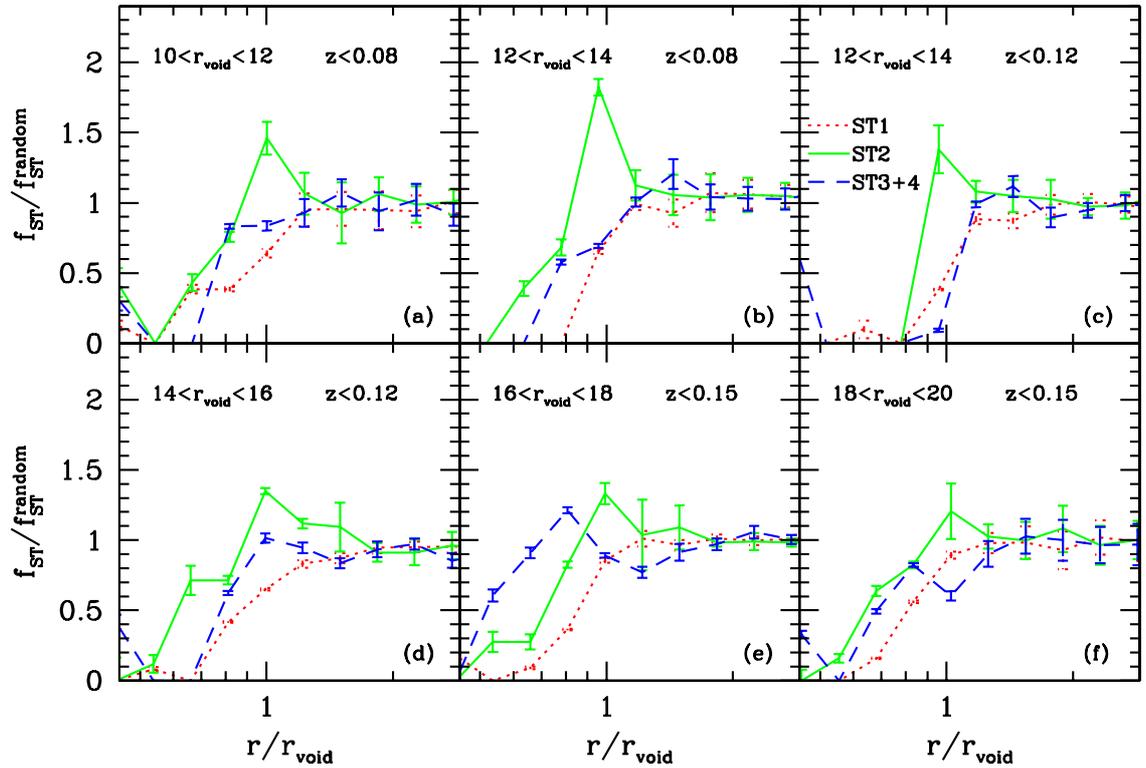


Figura 7.2: Fracción de galaxias en función a la distancia al centro del vacío, normalizada a la fracción media. Los diferentes tipos de líneas indican distintos tipos espectrales: las líneas de puntos rojos representan fracciones de galaxias ST1, las líneas sólidas verdes de ST2, y las líneas a trazos azules de galaxias ST3+4. Cada panel corresponde a diferentes muestras de galaxias y radios de vacíos; en los paneles (a) y (b) la muestra,  $S081_{2df}$  contiene galaxias con  $z < 0.08$  y  $B < -18.00$ ; en los paneles (c) y (d),  $S121_{2df}$ , galaxias con  $z < 0.12$  y  $B < -18.88$ ; y en los paneles (e) y (f),  $S151_{2df}$ , galaxias con  $z < 0.15$  y  $B < -19.36$ . Los radios de vacíos correspondientes a cada panel están indicados en la figura.

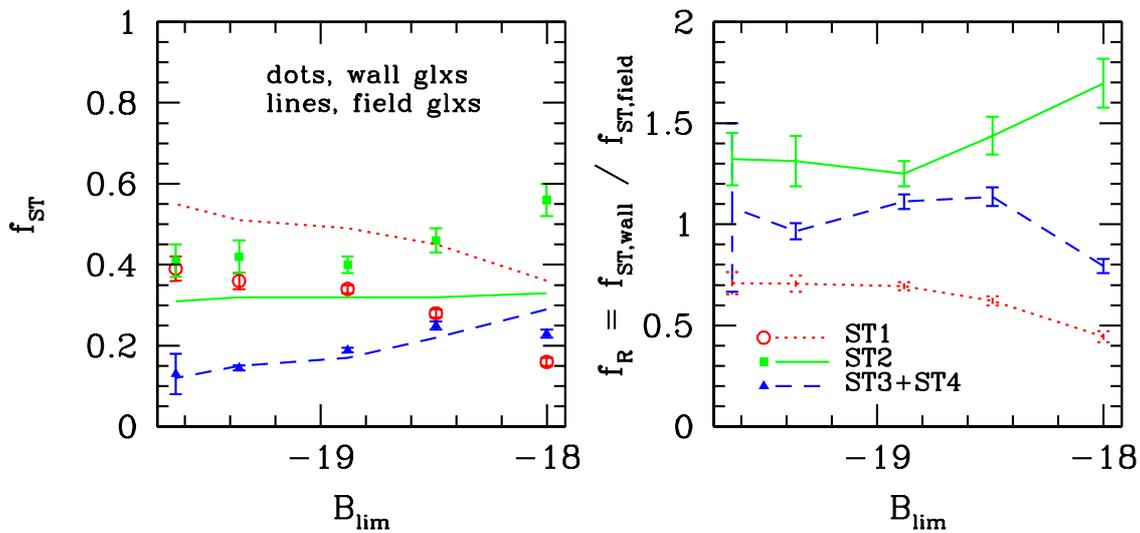


Figura 7.3: Izquierda: fracciones de tipos espectrales promediados para galaxias en las fronteras de los vacíos (símbolos) y en el campo (líneas) en función de la magnitud límite de cada muestra  $B_{lim}$ . Los distintos símbolos y tipos de línea indican diferentes tipos espectrales: los círculos abiertos y las líneas de puntos rojos corresponden a galaxias ST1, los cuadrados llenos y las líneas sólidas verdes a galaxias ST2, y los triángulos llenos y las líneas a trazos azules a galaxias ST3+4.

Derecha: fracciones de tipos de galaxias en las fronteras de los vacíos, normalizadas a los valores de las galaxias de campo. Los tipos de líneas corresponden a distintos tipos espectrales, análogamente al panel izquierdo.

ST2 en el contorno del vacío (cuadrados verdes) posee los valores más altos y es superior a las fracciones de galaxias del mismo tipo en el campo (líneas sólidas verdes) en todas las muestras aquí analizadas; en tanto que, la fracción de galaxias tipo ST1 (círculos abiertos rojos) exhibe valores menores a los correspondientes a galaxias ST2, y se mantiene por debajo del valor del campo (líneas de puntos rojos). Las galaxias tipo ST3+4 revisten similar importancia, en cuanto a su incidencia en la población total de galaxias, en las fronteras de los vacíos y en el campo (triángulos y líneas a trazos azules, respectivamente). Los valores obtenidos para los promedios en todas las muestras estudiadas se presentan en la tabla 7.1

Conforme a lo esperado, las fracciones de galaxias de distinto tipo espectral son consistentes con la relación morfología-luminosidad, la cual establece que las galaxias más brillantes se corresponden, preferentemente, con galaxias tempranas (galaxias tipo ST1).

Conjuntamente, se estudian los valores de las fracciones promediadas respecto a la fracción correspondiente a la población de galaxias en el campo, la cual es obtenida a partir de todas las galaxias en la muestra. Los resultados se muestran en el panel derecho de la figura 7.3, donde se puede observar con mayor claridad la preponderancia de las galaxias ST2 en las fronteras de los vacíos en comparación a las del campo. Mediante la inspección de la figura puede notarse que, en las fronteras de los vacíos, las galaxias ST2 presentan frecuencias superiores al campo, en factores del orden de dos, asimismo, resulta evidente que ocurre lo opuesto con las galaxias ST1. Puede notarse además, que las muestras que incluyen galaxias más débiles presentan mayores valores para fracciones de galaxias ST2. Los valores correspondientes a las fracciones relativas para todas las muestras utilizadas pueden ser consultados en la tabla 7.2

### 7.2.2. Galaxias en interiores de vacíos

Como fue mencionado anteriormente, con el propósito de estudiar galaxias en las regiones interiores de vacíos es preciso idear la manera de incrementar el número de galaxias y, en consecuencia, construir muestras apropiadas para realizar cálculos estadísticos.

Existe sobrada evidencia que demuestra que las galaxias típicas de vacíos se caracterizan por ser más débiles que las galaxias en regiones más densas (ver, por ejemplo, Rojas et al., 2005 y las referencias allí citadas). Por consiguiente, la manera más simple de incrementar la densidad numérica de galaxias en

---

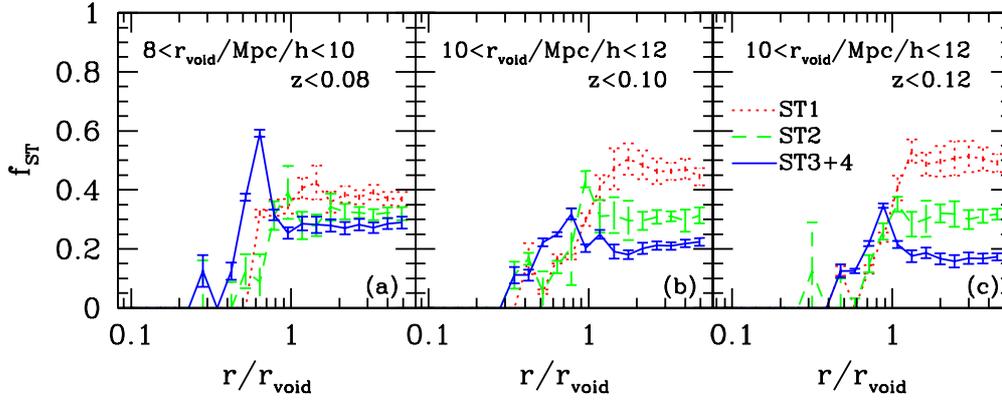


Figura 7.4: Fracción de galaxias en función de la distancia al centro del vacío. Las galaxias provienen de una muestra más densa y débil q la muestra utilizada para la identificación de los vacíos analizados en esta figura. Los diferentes tipos de línea indican distintos tipos espectrales: las líneas de puntos rojas corresponden a galaxias ST1, las líneas a trazos verdes a ST2, y las líneas sólidas azules a galaxias ST3+4.

el interior de los vacíos de las muestras utilizadas consiste en la inclusión de galaxias más débiles, siempre que esto sea posible. Por consiguiente, mediante la utilización de vacíos identificados en las muestras definidas por magnitudes aparentes límite ( $b_{lim}$ ) más brillantes, con  $b_{lim} = 18,2$  para cada  $z_{lim}^5$ , y galaxias correspondientes a la muestra más débil, con  $b_{lim} = 18,9^6$ , se puede alcanzar este objetivo. En el análisis expuesto a continuación, no se han considerado resultados derivados de las muestras con  $z_{lim}=0.15$  y  $0.17$  debido a la baja densidad numérica de galaxias en las muestras con cortes en magnitud correspondientes a la magnitud límite más brillante ( $S152_{2df}$  y  $S172_{2df}$ ).

Se calculó la fracción media de galaxias en función a la distancia al centro del vacío mediante la ecuación 7.1, los resultados obtenidos se muestran en la figura 7.4, donde las distancias se encuentran normalizadas al radio del vacío. Cada panel en la figura muestra resultados correspondientes a muestras con diferentes límites en redshift  $z_{lim}$  y cortes en magnitud absoluta. Los distintos tipos de líneas representan diferentes tipos espectrales, las líneas de puntos indican fracciones de galaxias ST1, las líneas a trazos indican fracciones de

<sup>5</sup>Correspondientes a las muestras limitadas en volumen:  $S082_{2df}$ ,  $S102_{2df}$ ,  $S122_{2df}$ ,  $S152_{2df}$  y  $S172_{2df}$ .

<sup>6</sup>Correspondientes a las muestras limitadas en volumen:  $S081_{2df}$ ,  $S101_{2df}$ ,  $S121_{2df}$ ,  $S151_{2df}$  y  $S171_{2df}$ .

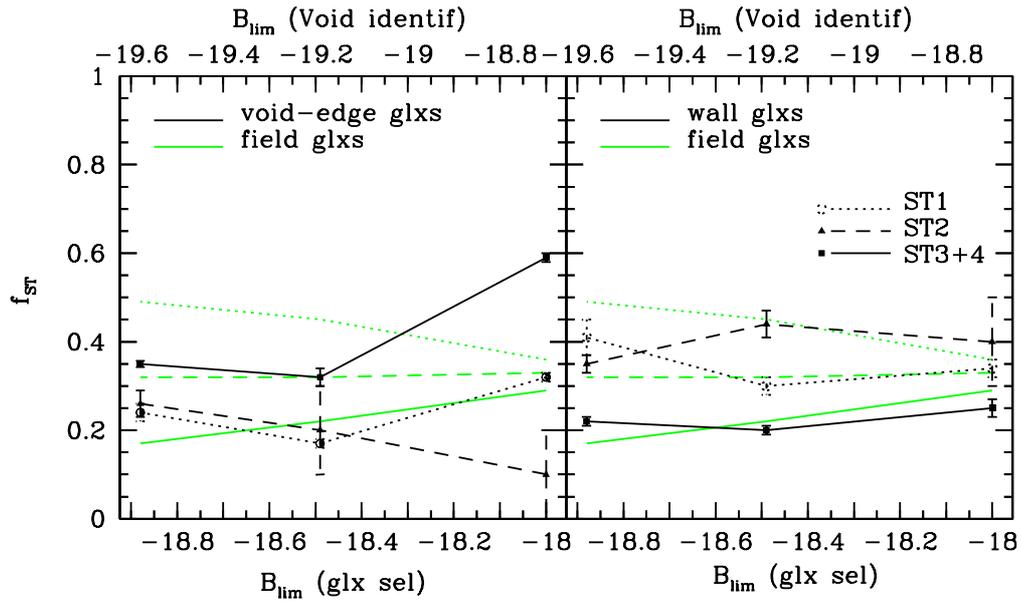


Figura 7.5: Izquierda: fracción media de galaxias en los interiores de vacíos en función de  $B_{lim}$  (símbolos unidos por líneas negras). Las líneas verdes representan la fracción media de galaxias de campo. Los distintos símbolos y tipos de líneas indican diferentes tipos espectrales: las líneas de puntos y cuadrados llenos corresponden a galaxias ST1; las líneas a trazos y triángulos llenos a ST2; y las líneas sólidas y círculos vacíos a galaxias ST3+4. Derecha: fracción media de galaxias en las fronteras de vacíos en función de  $B_{lim}$  (símbolos unidos por líneas negras). Los símbolos y tipos de líneas son análogos al panel a la derecha, pero para galaxias en la frontera de los vacíos.

galaxias ST2, y las líneas sólidas indican fracciones de galaxias ST3+4. Como puede apreciarse, es notable la presencia de máximos absolutos sobresalientes en las fracciones de galaxias para dos de los tres tipos espectrales, ST3+4 y ST2. Las fracciones muestran un comportamiento similar al encontrado en la sección precedente para la fracción de galaxias de tipo ST2 (figuras 7.1 y 7.2), e indica además, que las galaxias en vacíos son preferentemente de tipos espectrales 2dFGRS 2, 3 y 4, los cuales se caracterizan por presentar colores más azules y tasas de formación estelar más altas que las galaxias de tipo espectral 1. Este resultado es consistente con resultados previos de estudios acerca de las propiedades de las galaxias en vacíos (ver por ejemplo, Rojas et al., 2005).

Resulta evidente notar, mediante la inspección de la figura 7.4, que el máximo en la fracción de galaxias ST3+4 ocurre a distancias más próximas a los centros de vacíos que el máximo de galaxias ST2, las cuales muestran su máxima contribución a la población relativa de galaxias a distancias del orden del tamaño del vacío, donde la densidad comienza a incrementarse delineando las fronteras y paredes del vacío.

Adicionalmente, debería notarse que la región donde la contribución de las galaxias ST2 alcanza su máximo se corresponde a la encontrada en las muestras con galaxias brillantes<sup>7</sup>, expuestas en la subsección previa. La correspondencia entre ambas muestras indica que los resultados son robustos frente a posibles efectos sistemáticos en la posición del máximo, lo cual podría haberse esperado en virtud del bajo número de objetos en estas regiones.

Se calculó el promedio de las fracciones de galaxias en el interior del vacío conjuntamente con las fracciones de galaxias en el contorno del vacío. Los resultados se muestran en las tablas 7.3 y 7.4 respectivamente, y en las figura 7.5, donde las líneas negras corresponden a las galaxias en el interior del vacío (izquierda), y a la frontera del vacío (derecha), en tanto que, en ambos paneles, las líneas verdes representan los valores de galaxias de campo. Notar que los resultados para galaxias en la frontera del vacío son similares a aquellos obtenidos en la subsección previa, aún considerando que las muestras de galaxias están definidas por diferentes cortes en magnitud absoluta. Como puede verse en el panel izquierdo de la figura, la fracción de galaxias ST3+4 en las regiones del interior de los vacíos (líneas sólidas negras) presenta los valores más altos, y, además, superan a los valores de las fracciones de galaxias de

---

<sup>7</sup>Esto es: las galaxias utilizadas en la sección anterior contenían galaxias en el mismo rango de magnitud  $B$  que las usadas en la identificación de vacíos, en esta sección se utilizan muestras que contienen galaxias más débiles para trazar los perfiles que para identificar.

---

$B_{lim}^{voidid}$	$B_{lim}^{glxsel}$	$r$	$f_r(ST1)$	$f_r(ST2)$	$f_r(ST3 + 4)$
-18.70	-18.00	$< r_{void}$	$0.89 \pm 0.03$	$0.3 \pm 0.3$	$2.03 \pm 0.03$
-19.19	-18.49	$< r_{void}$	$0.38 \pm 0.02$	$0.6 \pm 0.3$	$1.46 \pm 0.09$
-19.58	-18.88	$< r_{void}$	$0.49 \pm 0.04$	$0.81 \pm 0.09$	$2.06 \pm 0.04$

Tabla 7.3: Fracciones relativas de tipos de galaxias en regiones interiores de vacíos para diferentes tipos espectrales. Las galaxias provienen de las muestras S081, S101 y S121 (caracterizadas por tener magnitudes tales que  $B_{lim} = B_{lim}^{glxsel}$ , en la ecuación 3.1), y los vacíos fueron identificados en las muestras S082, S102 y S122, para  $B_{lim} = B_{lim}^{voidid} = -18.70, -19.19$  y  $-19.58$  en la ecuación 3.1, respectivamente.

$B_{lim}^{voidid}$	$B_{lim}^{glxsel}$	$r$	$f_r(ST1)$	$f_r(ST2)$	$f_r(ST3 + 4)$
-18.70	-18.00	$r_{void}$	$0.94 \pm 0.06$	$1.2 \pm 0.3$	$0.86 \pm 0.07$
-19.19	-18.49	$r_{void}$	$0.67 \pm 0.04$	$1.38 \pm 0.09$	$0.91 \pm 0.05$
-19.58	-18.88	$r_{void}$	$0.84 \pm 0.08$	$1.09 \pm 0.06$	$1.29 \pm 0.06$

Tabla 7.4: Fracciones relativas de tipos de galaxias en fronteras de vacíos para diferentes tipos espectrales. Las galaxias y los vacíos corresponden a las mismas muestras indicadas en la tabla 7.3.

campo ST3+4 (líneas sólidas verdes) en todas las muestras aquí analizadas. Los resultados para galaxias en el contorno del vacío son diferentes; el tipo espectral preponderante es el ST2 (líneas negras a trazos), cuyas fracciones son, además, mayores que la fracción correspondiente a galaxias de campo (líneas a trazos verdes).

Notar el cambio en las tendencias de las diferentes fracciones de tipos espectrales con la disminución de la luminosidad límite de la muestra en la figura 7.5. Como fue mencionado con anterioridad, la población de galaxias de campo exhibe una tendencia a contener una mayor cantidad de galaxias tempranas, de tipo ST1 (líneas de puntos verdes), y un menor número de galaxias de tipo ST3+4 (líneas verdes sólidas) a medida que la muestra incluye una menor cantidad de galaxias débiles; en otros términos, la fracción de galaxias de campo ST1 aumenta, mientras que la de ST3+4 disminuye, a medida que el límite en magnitud aparente toma valores de magnitud más brillantes.

Por el contrario a lo observado en el campo, las galaxias en el interior de vacíos tienden a poseer similares cantidades relativas de galaxias ST1 independientemente de los parámetros que definan la muestra utilizada (círculos vacíos unidos por línea de puntos negros en el panel a la izquierda de la figura 7.5); y, adicionalmente, se observa un incremento de galaxias ST2 en los vacíos para muestras compuestas exclusivamente por galaxias brillantes, notar la tendencia en los triángulos unidos por la línea a trazos negros en el panel a la izquierda de la figura 7.5); en tanto que este tipo de galaxias no muestra una tendencia con la luminosidad límite de la muestra en la población de galaxias de campo (línea a trazos verdes en ambos paneles de la figura 7.5).

La población de galaxias ST3+4 en vacíos (cuadrados llenos unidos por la línea sólida negra en el panel a la izquierda de la figura 7.5) exhibe un incremento cuando se incluyen galaxias más débiles en la muestra, análogamente a lo encontrado para el mismo tipo de galaxias en el campo (líneas sólidas verdes).

Las galaxias en las fronteras de los vacíos, representadas en el panel a la derecha de la figura 7.5, también exhiben un comportamiento diferente a las galaxias de campo, cuando se analiza la dependencia de las fracciones con la magnitud límite de la muestra  $B_{lim}$ , aunque las diferencias en este caso no se destacan tanto como en las galaxias interiores (panel izquierdo), la diferencia más notable es que la fracción de galaxias ST2 muestra una leve tendencia a incrementarse a medida que galaxias más débiles son incluidas en la muestra (ver los triángulos unidos por la línea negra a trazos en el panel derecho de la figura 7.5).

Una comparación más evidente, la cual simplifica el análisis de los resul-

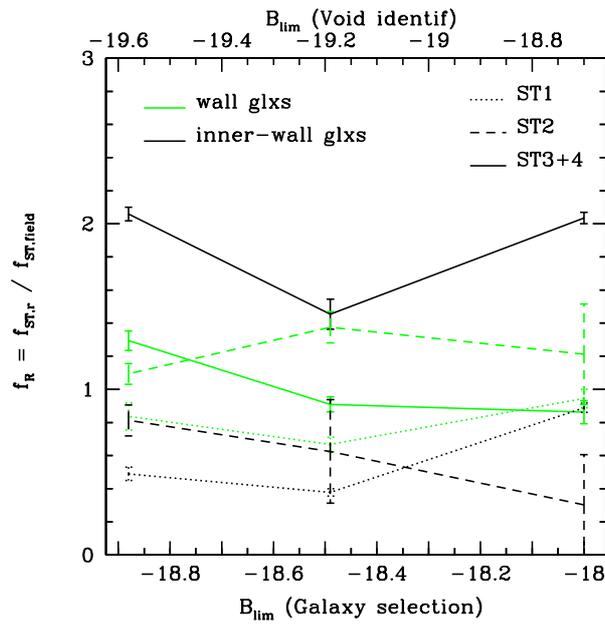


Figura 7.6: Fracciones de tipos de galaxias normalizadas a los valores de galaxias de campo, para regiones interiores a los vacíos (negro) y para las fronteras (verde), en función de la magnitud límite de la muestra  $B_{lim}$ . Los distintos tipos de líneas indican diferentes tipos espectrales: las líneas de puntos corresponden a galaxias ST1, las líneas a trazos a galaxias ST2, y las líneas sólidas a galaxias ST3+4.

tados, entre galaxias de campo con galaxias en los interiores y fronteras de vacíos es presentada en la figura 7.6, donde se muestran los promedios de las fracciones normalizadas de galaxias de distinto tipo en las regiones interiores a los vacíos (líneas negras) y en las fronteras (líneas verdes) con respecto a los valores para galaxias de campo.

Análogamente a lo establecido en la subsección precedente, la fracción de galaxias ST2 en las fronteras de vacíos  $f(ST2, r = r_{void})$  (líneas verdes sólidas) es apreciablemente dominante en las dos muestras que incluyen galaxias más débiles, definidas por los mayores valores posibles para la magnitud de corte ( $B_{lim}$ )<sup>8</sup> para las galaxias, y permanece en valores mayores a la fracción de galaxias ST2 en el campo en las tres muestras analizadas.

Adicionalmente, la figura 7.6 pone de manifiesto una destacable transición en el tipo espectral preponderante, la cual está vinculada a la distancia al centro de los vacíos. La fracción de galaxias tipo ST3+4 en el interior de los vacíos,  $f(ST3+4, r < r_{void})$  (líneas sólidas negras), presenta valores más altos que la fracción del mismo tipo de galaxias en el contorno de los vacíos  $f(ST3+4, r = r_{void})$  (líneas sólidas verdes); mientras que, la fracción de galaxias tipo ST2 en el interior,  $f(ST2, r < r_{void})$  (líneas a trazos negras), es menor que la fracción en las fronteras,  $f(ST2, r = r_{void})$  (líneas a trazos verdes), indicando que en posiciones más distantes de los centros de los vacíos las galaxias de tipos más tempranos adquieren mayor importancia.

---

<sup>8</sup>Correspondientes a  $z_{lim} = 0.08$  y  $0.10$ .

---

## Capítulo 8

# GALAXIAS EN PAREDES DE VACÍOS

Se desarrolla un estudio estadístico centrado en las propiedades de galaxias en paredes de vacíos, con el propósito de explorar posibles diferencias inducidas por las diferentes historias de interacción de galaxias que alcanzan las paredes de los vacíos, conducidas por la expansión del vacío. Con motivo de la fuerte dependencia del índice de color de las galaxias y tipo espectral con la luminosidad y densidad local, se han considerado diferentes rangos de esos dos parámetros con el objeto de analizar las propiedades de la población de galaxias en paredes de vacíos comparados con galaxias en regiones exteriores a vacíos. Se examinan las propiedades fotométricas y espectroscópicas de galaxias en regiones subdensas en los catálogos SDSS y 2dFGRS. Se investigan dependencias de tipos espectrales y colores de galaxias en función de la posición respecto a los centros de vacíos para diferentes luminosidades y rangos de densidad local, con el propósito de discriminar las dependencias de las densidades local y global. Los resultados obtenidos se encuentran publicados en Ceccarelli, Padilla & Lambas, 2008

La dependencia de la distribución del índice de color  $u-r$  de las galaxias con el entorno local ha sido estudiado por Balogh et al. (2004), quien encontró que la forma de la distribución es bimodal y puede ser descripta adecuadamente mediante la combinación lineal de dos distribuciones gaussianas para un rango muy amplio de densidades locales. Sorprendentemente, la presencia de una pequeña cantidad de galaxias tempranas rojas en los ambientes de densidad local extremadamente baja indica que la segregación morfológica (y de colores) en ambientes de baja densidad no es rigurosa. La dependencia de las propiedades de galaxias con la densidad local es únicamente detectada en el rango de luminosidades  $-20,4 < R < -19,4$ , las galaxias más luminosas que  $R = -20,4$  no presentan variaciones significativas con el medio local. La probabilidad de que las galaxias típicas de regiones excesivamente subdensas sean representativas de una población particular fue sugerida por Peebles (2001). Si esta hipótesis es correcta, deberíamos observar una transición en propiedades de las galaxias desplazándonos desde regiones densamente pobladas hacia vacíos.

Resultados teóricos y observacionales recientes sugieren que las regiones subdensas extensas generan flujos coherentes de masa y galaxias, moviéndose hacia las fronteras de los vacíos (Ceccarelli et al., 2006, Padilla et al., 2005), como resultado, es probable que las galaxias que alcanzan la frontera o pared de estas regiones, provenientes del interior, hayan experimentado diferentes historias durante su evolución que sus contrapartes en el campo. Dichas discrepancias pueden ser ocasionadas por el material originario del interior del vacío acumulándose en su entorno como consecuencia de la expansión, o por el hecho de que la vida de las galaxias de vacíos transcurre en el interior de las regiones vacías.

A causa del interés generado por estas razones, se llevarán a cabo estudios estadísticos de galaxias en paredes y en el campo a partir de datos del 2dFGRS y SDSS, los cuales consisten en el análisis de propiedades fotométricas y espectroscópicas de galaxias, considerando su dependencia con la luminosidad o masa estelar y la densidad local, de la cual se posee detallado conocimiento (Balogh et al., 2004, Baldry et al., 2006, Dekel & Birnboim, 2006, Kannappan 2004, Lagos et al., 2008).

## 8.1. Galaxias en regiones de baja densidad

Pese a que los vacíos ocupan una importante fracción del volumen del Universo, la extremadamente baja densidad numérica de galaxias en su interior (cuyo promedio es menor al 10 % de la densidad media del Universo) dificulta

---

la obtención de muestras de galaxias en vacíos apropiadas para la realización de cálculos estadísticos. Esta es una razón adicional por la cual los vacíos requieren ser estudiados en catálogos lo más extensos posible, cubriendo amplios ángulos sólidos hasta profundidades considerables.

## 8.2. Muestras de datos

Las muestras analizadas en este capítulo son extraídas de la sexta liberación de datos del SDSS (SDSS DR6, Adelman-McCarthy et al., 2007) y del 2dFGRS. La utilización de ambos catálogos permite la examinación de un volumen de espacio de mayor tamaño con la consecuente mejora en la calidad (robustness) de los resultados obtenidos por el uso de dos catálogos independientes cubriendo diferentes regiones del cielo. Se seleccionan las  $\sim 585,000$  galaxias de la muestra espectroscópica limitada en magnitud,  $r < 17,77$ , del SDSS DR6, la cual contiene datos de imágenes CCD en cinco bandas fotométricas (*ugriz*, Fukugita et al., 1996). Esta fotometría de alta calidad es utilizada para definir los colores de galaxias; en particular se considera el color  $u - r$  debido a que, según ha sido probado, resulta ser más sensible a variaciones de propiedades de galaxias con el medio (e.g. Baldry et al., 2006).

El 2dFGRS contiene redshifts espectroscópicos de aproximadamente 230,000 galaxias. En el análisis aquí realizado se establece una magnitud límite  $b_J = 18.9$ . Con el objetivo de cuantificar las propiedades de galaxias en vacíos se adopta el parámetro espectral  $\eta$ , al cual es posible interpretarlo como un indicador del monto de formación estelar en la galaxia, ver sección 7.1 para mayores detalles. Debido a que la calidad de las placas fotométricas del 2dFGRS resulta menor que los datos del SDSS CCD, se emplea  $\eta$  en lugar de los colores  $b_J - R$  con el fin de caracterizar la actividad de formación estelar en galaxias 2dFGRS.

## 8.3. Vacíos en catálogos de galaxias

Se ha adoptado  $z = 0,08$  como el límite en redshift para las muestras en ambos catálogos, SDSS y 2dFGRS, de manera que los catálogos son limitados en volumen y completos para galaxias más brillantes que  $M_r = -19,2$  y  $M_{b_J} = -18$  en SDSS y 2dFGRS, respectivamente.

La elección del redshift máximo requiere un compromiso entre la buena resolución de los vacíos, lo cual exige la presencia de galaxias débiles, y un

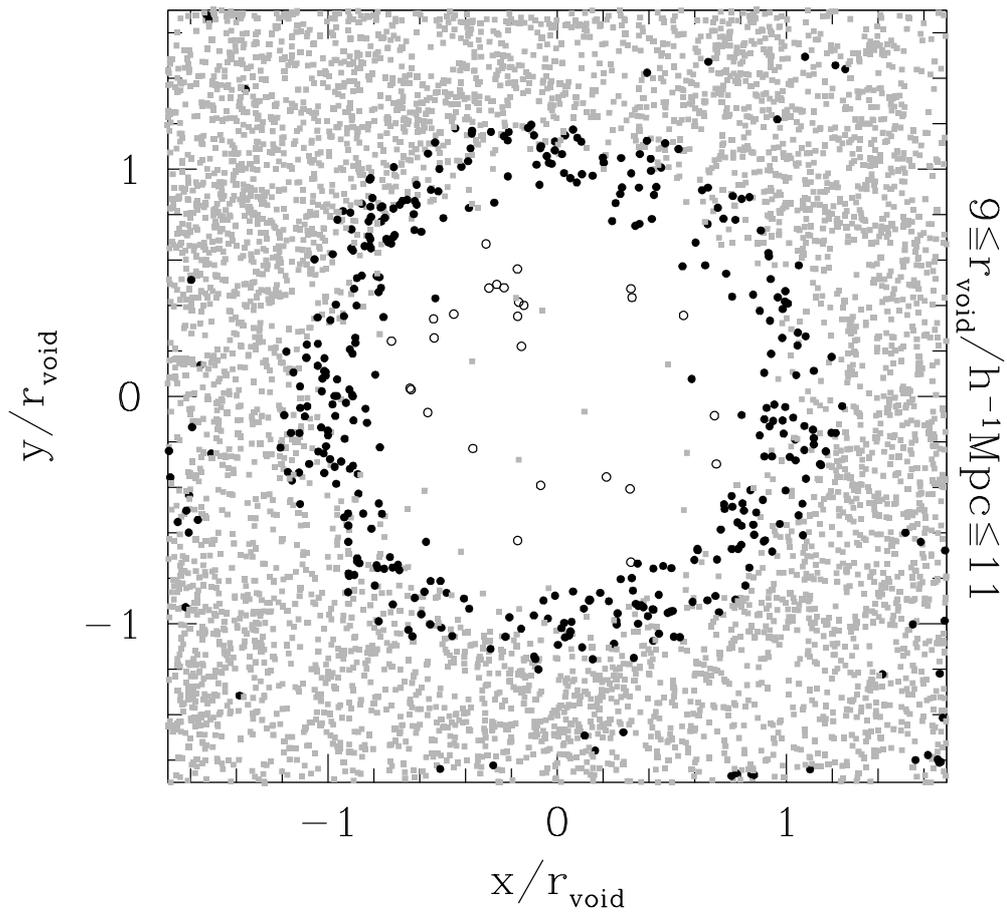


Figura 8.1: Distribución superpuesta de galaxias en torno a vacíos con radios en el rango  $9 \leq r_{\text{void}}/h^{-1}\text{Mpc} \leq 11$  en el catálogo SDSS; las galaxias en la pared de los vacíos son mostradas en círculos llenos negros, las galaxias en los interiores de los vacíos están representadas por círculos abiertos, y las galaxias a distancias  $> 1,15r_{\text{void}}$  del centro del vacío son indicadas por cruces grises

muestra	$z_{lim}$	Max. Lum.	No. de gals	No. de vacíos	No. de gals. en pared	No. de gals. en vacío
<i>SDSS</i>	0,08	$M_r < -19,2$	66849	136	2674	234
<i>2dFGRS</i>	0,08	$M_{bJ} < -18,0$	26654	45	1432	128

Tabla 8.1: Características de las muestras de vacíos y galaxias.

volumen suficientemente amplio con el fin de garantizar un número estadísticamente significativo de vacíos. Los límites en magnitud absoluta adoptados implican que la densidad numérica de galaxias es lo necesariamente alta para minimizar los efectos del *shot noise* en la identificación de vacíos pequeños.

Se aplica el algoritmo de identificación de vacíos a la muestras de galaxias limitadas en volumen descritas en la tabla 8.1. Notar que el número de galaxias expuesto en la tabla es bajo en comparación con aquellos provenientes del catálogo completo a causa de los cortes en magnitud absoluta y reshift; adicionalmente, el factor de diferencia de  $\sim 3$  entre 2dFGRS y SDSS-DR6 corresponde a la relación entre los volúmenes de los catálogos considerando las máscaras angulares adicionales utilizadas para remover los bordes del catálogo. Las muestras resultantes de vacíos están restringidas a radios en el rango de 5 a  $15h^{-1}\text{Mpc}$ , el cual comprende a los sistemas mejor resueltos, apropiados para el estudio realizado (los números de vacíos resultantes se encuentran en la tabla 8.1). En la figura 8.1 puede observarse un arreglo de la distribución de galaxias en torno a vacíos en el catálogo SDSS-DR6, donde las distribuciones se encuentran superpuestas para todos los vacíos; las posiciones de las galaxias se encuentran expresadas en unidades del radio al vacío más cercano, y la coordenada  $z$  es restringida de forma tal que este contenida en  $0,5r_{\text{void}}$  del centro del vacío, con la intención de lograr una mejor visualización.

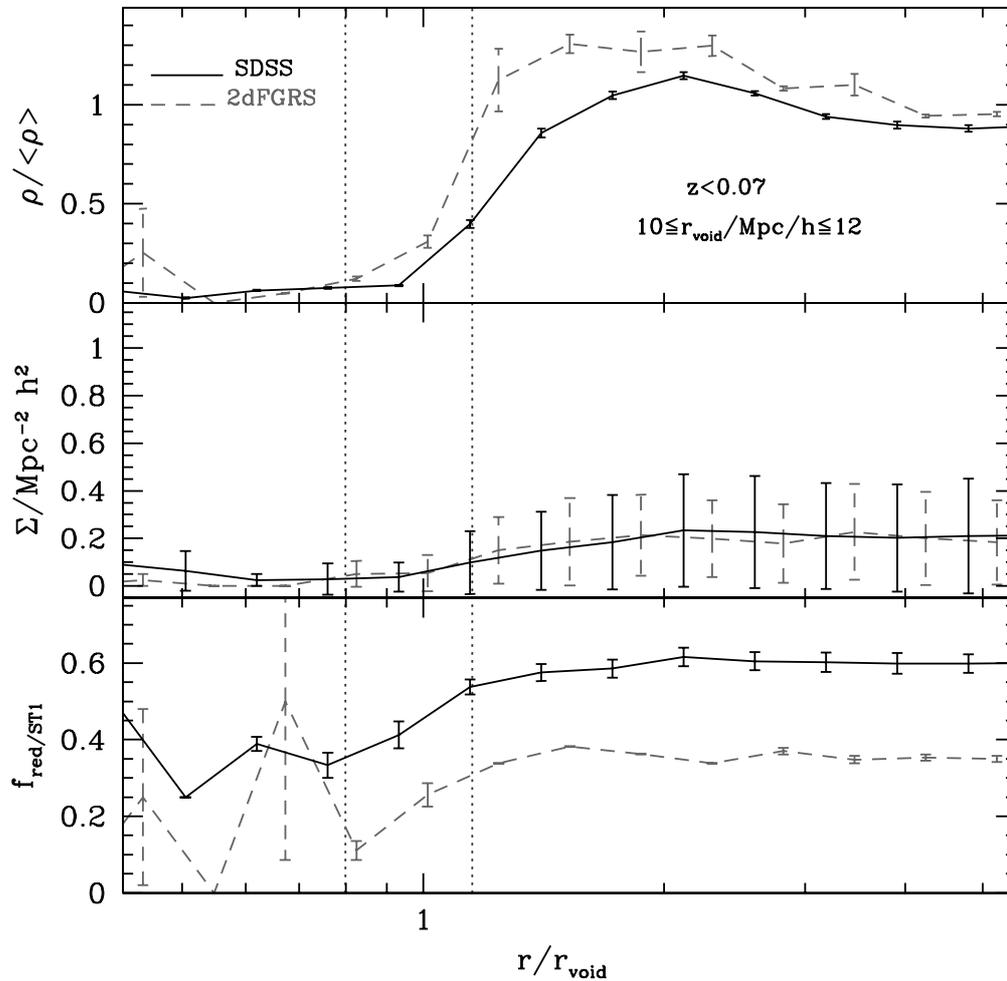


Figura 8.2: Panel superior: perfiles de densidad de vacíos trazados por todas las galaxias en los catálogos SDSS (líneas sólidas) y 2dFGRS (líneas a trazos), para galaxias con  $M_r < -19,2$  (SDSS) y  $M_{b,J} < -18$  (2dFGRS). Los radios de los vacíos están en el rango  $10 \leq r_{\text{void}}/h^{-1}\text{Mpc} \leq 12$ . Panel intermedio: densidad local de galaxias promediada en función de la distancia normalizada al centro del vacío. Panel inferior: fracción de galaxias con  $\eta < -1,3$  en el 2dFGRS y de galaxias rojas, seleccionadas mediante la condición  $g - r < 2,2$ , en el SDSS.

## 8.4. Galaxias en paredes de vacíos

Con el objetivo de estudiar los efectos de la historia de la evolución de las galaxias, que alcanzan la frontera de los vacíos, provenientes de las regiones interiores a ellos, se define la pared del vacío como la cáscara esférica delimitada por las distancias  $0,8$  y  $1,15r/r_{\text{void}}$  al centro del vacío (las galaxias en paredes están representadas por círculos negros llenos en la figura 8.1); los límites superiores de la pared señalan el comienzo del decrecimiento en las fracciones de galaxias rojas.

### 8.4.1. Densidades de galaxias: global vs. local

Numerosos trabajos han analizado la fracción relativa de poblaciones de galaxias con diferentes colores y morfología característicos en función del medio. La existencia de una influencia crucial de la densidad local de galaxias en las propiedades de las galaxias ha sido analizada por diversos autores desde el trabajo pionero de Dressler (1982; ver, por ejemplo, Balogh et al., 2004, Baldry et al., 2006, Rojas et al., 2004, Patiri et al., 2006b, Hoyle et al., 2005). Establecida esta dependencia, se lleva a cabo un análisis dependiente de la densidad local, con el propósito de examinar las propiedades de galaxias en paredes de vacíos respecto a galaxias con densidades locales similares que no residen en paredes de vacíos. Dicho análisis debería ser capaz de determinar los pesos relativos de los efectos globales y locales en las propiedades de las galaxias.

Con el propósito de cuantificar las características del medio local, se define un parámetro de densidad local,  $\Sigma$ , como la densidad numérica proyectada de galaxias más brillantes que  $M_r \leq -20,2$  en el SDSS y que  $M_{bJ} < -19,1$  en el 2dFGRS, cuyas distancias proyectadas satisfacen  $d < 2,5h^{-1}\text{Mpc}$ , y sus diferencias de velocidad radial son menores a  $\Delta V = 1000\text{km/s}$ . Este radio fijo es empleado en lugar del, más usual,  $\Sigma_5$ , calculado usando el quinto vecino más cercano, con el fin de evitar efectos no locales en medios de baja densidad.

En la figura 8.2 se muestran las densidades globales (no locales) y locales en función de la distancia al centro del vacío. Como puede ser observado en el panel superior de la figura 8.2, la densidad no local promedio en paredes de vacíos, para ambos catálogos, SDSS y 2dFGRS, es unos pocos decimos de la densidad media de galaxias en el catálogo completo. En el panel central se exhibe la densidad local media de galaxias en función de la distancia al centro del vacío (las barras de error representan la dispersión en torno al valor medio); notar que las galaxias en paredes de vacíos se extienden sobre un amplio rango

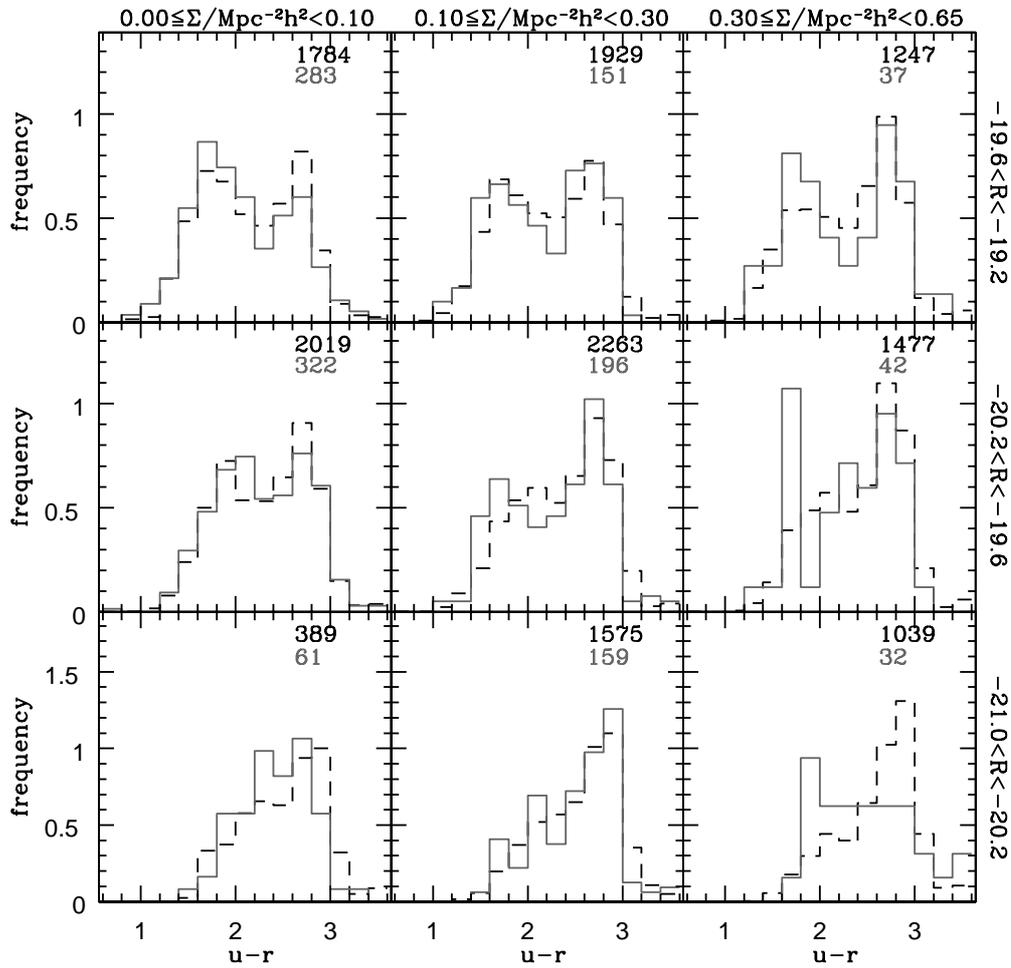


Figura 8.3: Distribuciones del índice de color  $u - r$  para galaxias en distintos bins de luminosidad y densidad local, como es indicado en las referencias. Las líneas negras a trazos corresponden a la muestra de galaxias de campo del SDSS, los números negros en cada panel indican la cantidad de galaxias, y las líneas sólidas grises corresponden a la muestra de galaxias en paredes de vacíos del SDSS,  $0,8 < r/r_{\text{void}} < 1,15$ , los números grises en cada panel indican la cantidad de galaxias.

de densidades locales, desde galaxias prácticamente aisladas hasta grupos de galaxias (las densidades varían desde 0,5 hasta  $0,75/h^{-2}\text{Mpc}^2$  para los percentiles 20 y 80 percentiles), manteniéndose dentro de los valores obtenidos para los catálogos 2dFGRS y SDSS (de 0,35 hasta  $1,3/h^{-2}\text{Mpc}^2$  para los mismos percentiles).

En el panel inferior de la figura 8.2 se muestra la fracción relativa de galaxias de tipo 1 del catálogo 2dFGRS, correspondientes a objetos rojos, formadores de estrellas pasivos ( $\eta < -1,3$ ), y la fracción de galaxias rojas en el SDSS-DR6 ( $u - r > 2,2$ ); Las discrepancias en las fracciones resultantes para los catálogos 2dFGRS y SDSS son esperadas debido a que el 2dFGRS posee una tendencia a seleccionar galaxias con colores más azules que el SDSS. Puede ser notado que en la frontera de los vacíos ( $0,8 < r/r_{\text{void}} < 1,15$ ), se presenta un decrecimiento sistemático de esas fracciones, el cual será explorado con mayor detalle a continuación, debido a que este comportamiento es esperado debido a la conocida relación entre morfología, características espectrales y colores con la densidad local.

### 8.4.2. Bimodalidad en la distribución de galaxias

#### Colores de galaxias

Tomando en consideración que el comportamiento bimodal de las galaxias depende fuertemente de la luminosidad y la densidad local, se ha estudiado la distribución de colores  $u - r$  del SDSS-DR6 en función de la luminosidad y la densidad local para galaxias pobladoras de paredes de vacíos, y, separadamente, para galaxias exteriores a vacíos. De forma tal que, cualquier diferencia en estas distribuciones únicamente pueda ser relacionada con efectos astrofísicos asociados a las particulares historias de formación estelar de galaxias que actualmente residen en paredes de vacíos.

Los resultados se encuentran representados en la figura 8.3, donde se exponen las distribuciones de índice de color  $u - r$  en función de de la luminosidad  $R$  y de la densidad local  $\Sigma$  en paredes de vacíos (líneas sólidas grises) y en el campo (líneas a trazos negras). La densidad local se incrementa de izquierda a derecha y la luminosidad aumenta hacia los paneles inferiores; los valores más bajos de  $\Sigma$  corresponden a galaxias aisladas localmente o con una compañera (paneles a la izquierda), en tanto que los valores más altos representan galaxias en densidades locales típicas de galaxias en grupos pequeños (paneles a la derecha). Los números en el extremo superior derecho de cada panel indican

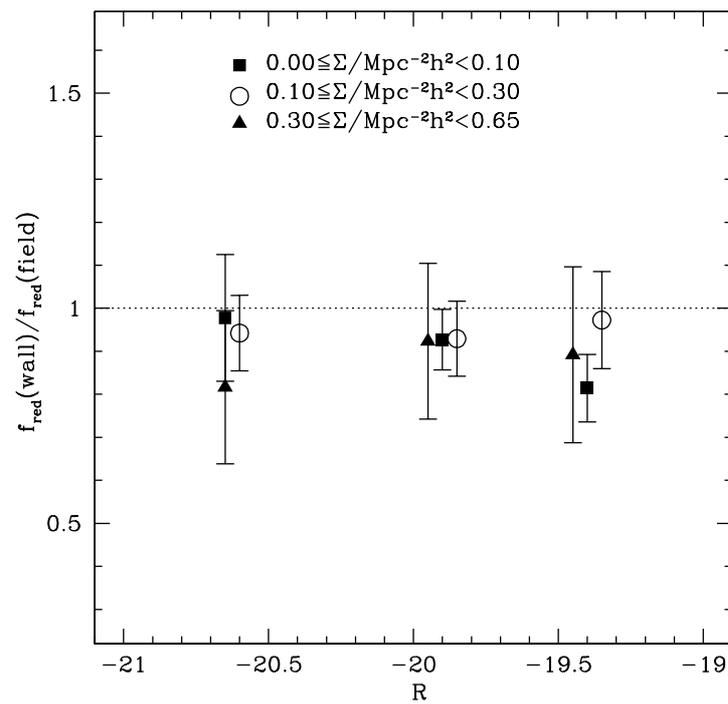


Figura 8.4: Fracción de galaxias rojas, definidas por  $u - r < 2,2$ , para galaxias en paredes de vacíos en medios de baja y alta densidad respecto a galaxias exteriores a vacíos. Se muestran resultados para diferentes densidades locales en función de la luminosidad de las galaxias ( $R$ ). Los cuadrados llenos corresponden a densidades locales bajas, los triángulos llenos a densidades locales altas y los círculos vacíos corresponden a densidades locales intermedias.

la cantidad numérica de galaxias en paredes (gris) y en el campo<sup>1</sup> (negro), en los rangos de  $R$  y  $\Sigma$  correspondientes. Es posible notar en la figura que la muestra completa de galaxias manifiesta el efecto ampliamente conocido por el cual las galaxias más brillantes en regiones de densidad local alta se ubican, preferentemente, en el pico rojo de la distribución de colores. No obstante, se encuentra una tendencia sistemática de las galaxias en paredes de vacíos a ser más azules independiente de los valores de luminosidad y densidad local.

Mediante el examen en mayor detalle de los dos casos más extremos,

- Galaxias aisladas y débiles (panel superior izquierdo)
- Galaxias en grupos y luminosas (panel inferior derecho)

puede observarse que en ambos casos las galaxias en paredes tienen a presentar colores más azules que en el campo; la diferencia es más notable aún para las galaxias brillantes en ambientes de alta densidad local, insinuando que las paredes de los vacíos son lugares excepcionales en los cuales las propiedades de galaxias en grupos se ven particularmente influenciadas.

Esto puede ser notado con mayor claridad en la fracción de galaxias rojas en función de la luminosidad para los diferentes rangos de densidad local explorados. En 8.4 se muestran los resultados obtenidos. Notar que las fracciones de galaxias rojas en paredes de vacíos son sistemáticamente más bajas que las de galaxias externas a vacíos, siendo la diferencia  $-0,18 \pm 0,18$  para las galaxias de mayor luminosidad en regiones de alta densidad local (triángulo a la izquierda), y  $-0,19 \pm 0,08$  para galaxias débiles en densidades locales bajas (cuadrado a la derecha). A pesar de poseer una significación estadística menor, este es también el caso para densidades locales altas.

Las relaciones globales obtenidas mediante de adición de galaxias en los diferentes bins de luminosidad arroja resultados de mayor significación, donde para bajas densidades locales se encuentra una razón global entre las muestras de galaxias en paredes y campo de  $f_{\text{red}}(\text{wall})/f_{\text{red}}(\text{field}) = 0,89 \pm 0,05$  (los valores fueron obtenidos a partir de los cuadrados llenos de la figura), y para densidades locales altas,  $f_{\text{red}}(\text{wall})/f_{\text{red}}(\text{field}) = 0,88 \pm 0,11$  (obtenido mediante los valores correspondientes a los triángulos llenos), estos resultados corresponden a detecciones de  $2\sigma$  y  $\sigma$ , respectivamente.

---

<sup>1</sup>Las galaxias de campo están separadas una distancia mayor a  $2 \times r_{\text{void}}$  del vacío más cercano.

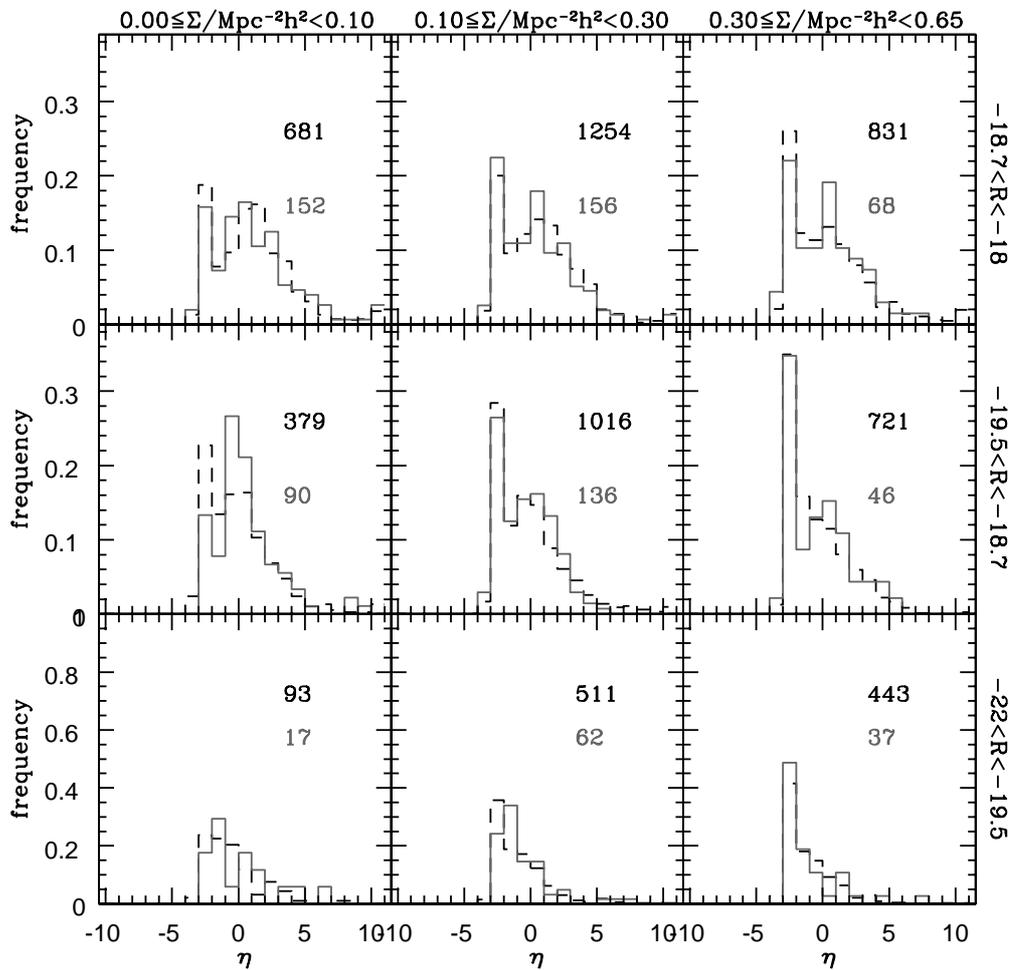


Figura 8.5: Distribuciones del parámetro de tipos espectrales  $\eta$  para galaxias del catálogo 2dFGRS en diferentes rangos de luminosidad y densidad local. Los tipos espectrales definidos por  $\eta < 1,3$  son indicadores de baja actividad de formación estelar. Las líneas a trazos negras corresponden a galaxias exteriores a vacíos (el número de galaxias se muestra en negro en cada panel), y las líneas sólidas grises a galaxias residentes en paredes de vacíos. (el número de galaxias se muestra en gris en cada panel).

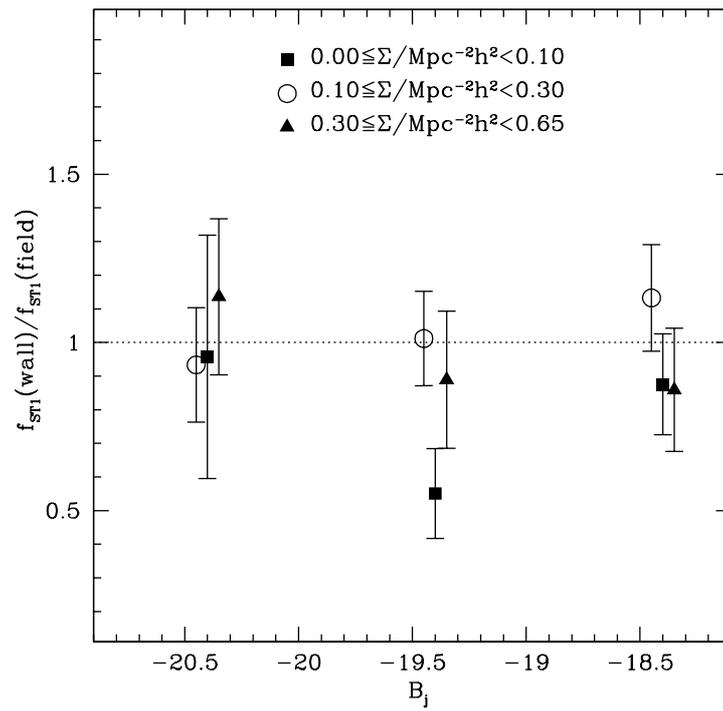


Figura 8.6: Fracción de galaxias en paredes de vacíos con  $\eta < 1,3$  (formación estelar baja) inmersas en medios de baja y alta densidad local, respecto a galaxias exteriores a vacíos; en función de la luminosidad ( $B$ ). Se muestran resultados para diferentes densidades locales de galaxias. Los cuadrados llenos corresponden a densidades locales bajas, los triángulos llenos a densidades locales altas y los círculos vacíos corresponden a densidades locales intermedias.

### Formación estelar en galaxias

Este efecto ha sido explorado además utilizando los datos del 2dFGRS, mediante el parámetro  $\eta$ . Diferencias similares entre las galaxias en las paredes de vacíos y en el campo pueden ser apreciadas en las figuras 8.5 y 8.6, donde se muestran las distribuciones de  $\eta$  para diferentes bins de luminosidad ( $B$ ) y densidad local  $\sigma$ , y las razones resultantes entre poblaciones de galaxias de tipo tardío con la población total para muestras de galaxias en paredes y campo. Aunque la significación es menor que en el SDSS, un exceso de galaxias con alta tasa de formación estelar se observa para galaxias en paredes de vacíos, especialmente para galaxias de baja luminosidad en medios de baja densidad local, siendo consistente con los resultados mostrados en la figura 8.3. Este resultado refuerza la significación estadística del resultado obtenido en este análisis mediante la inclusión de una combinación de catálogos que generan la mayor muestra espectroscópica disponible en la actualidad.

### Discusión

Los análisis llevados a cabo en este capítulo muestran que las galaxias que residen en paredes de vacíos son sistemáticamente más azules y presentan mayor actividad de formación estelar a una dado rango de luminosidad y densidad local de galaxias. La particularidad de las galaxias en vacíos ha generado profundas controversias, numerosos autores atribuyen las características distintivas de estas galaxias a un mero efecto de las relaciones entre morfología, color y actividad de formación estelar con la densidad local. En otros términos, las galaxias en vacíos serán azules, elípticas, débiles y mostrarán mayor actividad de formación estelar debido a que, precisamente, son pobladoras de un región subdensa a gran escala; y, en consecuencia, la probabilidad de que su entorno local tenga baja densidad es considerable. Sin embargo, es importante resaltar que en los análisis realizados en este capítulo se tuvo en consideración la dependencia de las propiedades de las galaxias con el entorno local, mediante la selección de galaxias con la misma distribución de densidades locales, pobladoras de vacíos y campo por separado. Se seleccionaron, por ejemplo, galaxias en grupos en paredes de vacíos y se las comparo con similares galaxias en el campo (paneles inferiores a la derecha en las figuras 8.3 y 8.5 ).

Estos resultados sugieren que, más allá de la influencia del entorno cercano (densidad local), las galaxias están sujetas además, a una actividad de formación estelar modulada por la densidad en gran escala (densidad global).

---

# Capítulo 9

## CONCLUSIONES

En este trabajo de tesis se llevó a cabo un estudio estadístico integral centrado en las propiedades espaciales y dinámicas, de regiones subdensas y vacíos, en las distribuciones de galaxias, masa y halos en simulaciones; y de galaxias en catálogos sintéticos y observacionales. A modo de epílogo, se presenta un resumen de los principales resultados obtenidos y una discusión de los mismos en el contexto de la formación de las estructuras en el Universo.

### 9.1. Resumen

#### 9.1.1. Vacíos a partir de galaxias semianalíticas, halos y masa en la simulación D250

Se estudiaron propiedades estadísticas de vacíos en la simulación  $\Lambda$ DCM D250, poblada con galaxias a partir del modelo semianalítico de formación de galaxias GALFORM. En general, los resultados indican que las propiedades de los vacíos seleccionados en la distribución de galaxias semianalíticas son comparables a aquellas de vacíos identificados en la distribución de halos con masas  $M > 10^{11,5} h^{-1} M_{\odot}$ , este valor mínimo es similar a la masa media de los halos ( $M_{med} = 10^{11,3} h^{-1} M_{\odot}$ ).

#### Densidad numérica de vacíos en la simulación D250

- La densidad numérica de los vacíos definidos por galaxias semianalíticas y halos puede ser notablemente superior (hasta dos órdenes de magnitud) a la de los vacíos definidos por la masa para radios grandes.

- La diferencia en la densidad numérica de los vacíos definidos por galaxias semianalíticas y halos se reduce cuando las posiciones son consideradas en espacio de redshift.

### Correlaciones cruzadas vacíos-galaxias semianalíticas, halos y masa, en la simulación D250

- La función de correlación cruzada  $\xi_{galaxiassemianalíticas-voids}$  es cercana a  $\xi = -1$  hasta separaciones del orden  $r_{void}$  en tanto que a separaciones mayores se aproxima a  $\xi_{galaxias-galaxias}$ .
- La función de correlación cruzada  $\xi_{masa-voids}$  tiene un comportamiento más suave permaneciendo negativa a grandes distancias.

### Campos de velocidades peculiares de galaxias semianalíticas y halos en la simulación D250

- Como es esperado, se detectan velocidades de expansión en las galaxias semianalíticas y halos pobladores de vacíos, las cuales alcanzan su máximo a mayores distancias para vacíos mayores.
- Se ajustó una relación lineal que describe el máximo de la velocidad de expansión ( $v_{max} = v_0 r_{void}$ ) con precisión.
- La distancia, medida desde el centro del vacío, donde la expansión es máxima puede ser descrita por una ley de potencias de la forma:  $\log(d_{vmax}) = (r_{void}/A)^B$ .
- A distancias suficientemente grandes de los vacíos, en regiones exteriores a ellos, se producen suaves movimientos de caída hacia las regiones subdensas.
- El campo de velocidades de galaxias semianalíticas en torno a los vacíos es consistente con los resultados provenientes de los halos de la simulación D250.
- Los campos de velocidades peculiares en el espacio de redshift tienen valores extremos de velocidades peculiares menores que en el espacio real, apareciendo con menor amplitud la expansión y el colapso.

### Distorsiones en espacio de redshift en la simulación D250

- El patrón de la distorsión en  $\xi(\sigma, \pi)$  pone de manifiesto una elongación en la dirección de la línea de la visual, la cual se extiende hasta escalas grandes ( $> r_{\text{void}}$ ).
- Los contornos positivos de  $\xi$  evidencian movimientos del tipo *dedos de dios* en las paredes de vacíos.
- Las elongaciones a lo largo de la línea de la visual son cualitativamente comparables entre vacíos definidos por galaxias semianalíticas y halos en la simulación D250.

### Dispersiones de velocidades en la simulación D250

- La dispersión de velocidades de halos y galaxias semianalíticas en la dirección paralela a las paredes de los vacíos, es mayor que en la perpendicular por aproximadamente 10-20 %.

#### 9.1.2. Vacíos en catálogos sintéticos y observacionales

Se llevó a cabo un estudio estadístico sobre la distribución y dinámica de vacíos en los catálogos 2dFGRS y SDSS. Los resultados estadísticos son comprobados y calibrados mediante la comparación con catálogos sintéticos 2dFGRS y SDSS. Se analiza la dinámica en torno a vacíos en los catálogos, sintéticos y observacionales, 2dFGRS y SDSS. Se han estudiado diferentes propiedades estadísticas de la dinámica de vacíos y galaxias en el entorno a los mismos.

Se dedicó especial interés a la detección y caracterización de la expansión de estos vacíos, y, con este propósito, se analizaron las distorsiones en el espacio de redshift detectadas en la función de correlación cruzada vacío-galaxia medida en las direcciones paralela y perpendicular a la dirección de la visual.

#### Campos de velocidades peculiares en catálogos sintéticos

- Se analizó la amplitud de los campos de velocidades en los catálogos sintéticos 2dFGRS y SDSS, a partir de las velocidades peculiares de las galaxias y se detectó una clara señal de expansión.
-

- Se encontró una relación entre  $r_{\text{void}}$  y la distancia donde la expansión es máxima y, entre  $r_{\text{void}}$  y la distancia donde  $v = 0$ , en el catálogo sintético 2dFGRS.

### **Incertezas en la determinación de distancias en catálogos sintéticos**

- En la totalidad de los análisis estadísticos aquí realizados se estudió el efecto producido por los errores de las velocidades peculiares en los resultados. Se consideró que los errores en la determinación de distancias, los cuales corresponden a aproximadamente el 10 % en distancia, afectan a las velocidades peculiares de las galaxias.
- A manera de aplicación para futuros relevamientos de distancias, los estudios del efecto de las incertezas en la determinación de distancias en los catálogos sintéticos, muestran que pueden realizarse mediciones directas de la expansión de los vacíos utilizando velocidades peculiares de galaxias.

### **Modelo de expansión de vacíos**

- Mediante la modificación del modelo de colapso esférico se implementa un modelo no lineal de expansión, el cual se utiliza con el propósito de obtener estimas cuantitativas de las velocidades de expansión en torno a vacíos en el catálogo observacional 2dFGRS.

### **Distorsiones en el espacio de redshift en catálogos de galaxias**

- Las distorsiones en el espacio de redshift de la función de correlación cruzada vacío-galaxias en el catálogo observacional 2dFGRS proveen evidencia de un crecimiento continuo de los vacíos, confirmando otra predicción del escenario de agregación jerárquica.

### **Dispersiones de velocidades en catálogos sintéticos de galaxias**

- Se analizó la dispersión de velocidades peculiares en la dirección paralela y perpendicular a las paredes de los vacíos en los catálogos sintéticos 2dFGRS y SDSS.
-

- Se observó que sería posible detectar diferencias en las dispersiones de velocidades peculiares en las direcciones paralela y perpendicular a la pared de los vacíos en datos observacionales de velocidades peculiares.

### 9.1.3. Galaxias en regiones subdensas de catálogos observacionales

Se desarrolló un estudio estadístico acerca de las características de las galaxias en paredes de vacíos en los catálogos SDSS y 2dFGRS.

- Se investigaron dependencias de tipos espectrales y colores de galaxias en función de la posición respecto a los centros de los vacíos para diferentes luminosidades y rangos de densidad local.
- Se encontró que las galaxias en las paredes de los vacíos, muestran una tendencia a tener colores más azules y mayores tasas de formación estelar que las galaxias en el campo, más allá de la dependencia con la densidad local.
- Estos resultados indican que la distribución de propiedades de galaxias, tales como colores y tipos espectrales, son completamente determinadas por la luminosidad y densidad local, y sugieren una modulación en gran escala de la actividad de formación estelar.
- Este efecto puede ser interpretado como consecuencia de la baja tasa de acreción y fusiones en la historia de las galaxias que alcanzan los contornos de los vacíos provenientes de los interiores de los mismos.

## 9.2. Conclusiones

Las principales conclusiones de nuestros resultados pueden resumirse de la siguiente manera:

- Se desarrolló un algoritmo de búsqueda de vacíos, el cual es capaz de identificarlos correctamente en distribuciones de masa o galaxias. Se lo aplicó a muestras limitadas en volumen en los catálogos 2dFGRS y SDSS, y en catálogos sintéticos derivados de éstos, teniendo en cuenta las funciones de selección angular y radial. Conjuntamente se identificaron vacíos en las distribuciones de masa, halos y galaxias semianalíticas en la simulación  $\Lambda$ CDM D250.
-

- Se encuentra que la densidad numérica de vacíos definidos por galaxias semianalíticas se aparta de la correspondiente a los vacíos definidos por la masa para  $r_{\text{void}} \geq 4h^{-1}\text{Mpc}$ . Sin embargo, la fracción del volumen del cubo de la simulación D250 ocupado por vacíos definidos por galaxias semianalíticas y vacíos identificados a partir de halos con  $M > 10^{11.5}h^1M_{\odot}$  (vacíos definidos por H11,5) son compatibles unos con otros.
  - El efecto de realizar la identificación de vacíos en el espacio de redshift incrementa el número de vacíos en la simulación D250, pero este efecto es prácticamente despreciable para aquellos definidos por galaxias semianalíticas y halos.
  - La fracción de volumen total ocupado por vacíos definidos por galaxias semianalíticas en la simulación D250 alcanza niveles del 30 % cuando se consideran vacíos con  $r_{\text{void}} > 3h^{-1}\text{Mpc}$ . Esta fracción es considerablemente menor que en los resultados obtenidos utilizando relevamientos de redshift por Hoyle & Vogeley (2002), quienes encuentran que aproximadamente el 50 % del volumen del Universo es ocupado por grandes vacíos. Con la intención de establecer apropiadamente si este desacuerdo es significativo, es necesario tener en cuenta que la fracción de volumen ocupada por vacíos es altamente sensible a la abundancia de vacíos extensos en la muestra analizada. En consecuencia, sería necesario analizar simulaciones de mayor tamaño que la empleada en este trabajo, para posibilitar la realización de comparaciones más confiables. Además, un factor adicional que influye sensiblemente en la fracción de volumen ocupado por vacíos es el contraste de densidad establecido para identificar vacíos; un contraste de densidad más alto incrementa la fracción del volumen. Por otro lado, la identificación de vacíos en espacio de redshift también provoca este efecto, llevando los resultados provenientes de la simulación D250 aún más próximos a las estimas observacionales.
  - Se encuentra que las funciones de correlación cruzada entre vacíos y, galaxias semianalíticas, halos y masa en la simulación D250, exhiben valores constantes negativos hasta separaciones comparables con las fronteras de los vacíos. A mayores separaciones, el nivel de la función de correlación aumenta para aproximarse a la función de autocorrelación de galaxias. La amplitud de la función de correlación de las galaxias semianalíticas próximas a los centros de los vacíos es levemente más baja que la de la masa, demostrando que las galaxias semianalíticas son trazadores levemente sesgados de la masa en los interiores de los vacíos.
-

La expansión de los vacíos en catálogos de galaxias puede ser derivada de dos maneras: En la primera, la estima de la expansión de los vacíos puede ser lograda mediante la aplicación de una teoría simple que proporciona una aproximación no lineal para la relación entre la amplitud media de la velocidad de expansión con la función de correlación cruzada vacío-galaxia,  $\xi(\sigma, \pi)$ . El análisis de esta función permite estimar el campo de velocidades peculiares alrededor de vacíos sin necesidad de contar con datos de velocidades peculiares, y adicionalmente se mide  $\xi(\sigma, \pi)$  empleando datos observacionales del 2dFGRS. Es posible aplicar este método a los datos 2dFGRS sintéticos y observacionales.

El segundo método es únicamente posible en el catálogo sintético debido a las limitaciones observacionales actuales, y consiste en el cálculo directo de las amplitudes de expansión a partir de velocidades peculiares. El empleo de velocidades peculiares posibilita una medición cuantitativa directa de la expansión de los vacíos a partir de los campos de velocidades trazados por las galaxias, los cuales pueden ser comparados con las predicciones de la aproximación dada por la teoría no lineal y los resultados de la simulación numérica. Adicionalmente se comprueba la posibilidad de que un catálogo sintético de velocidades peculiares ponga de manifiesto propiedades difíciles de detectar de la dinámica de galaxias en torno a vacíos, tales como una mayor dispersión de velocidades en la dirección de las paredes de los vacíos.

- El estudio de las velocidades de expansión alrededor de vacíos arroja velocidades que alcanzan un máximo a la distancia  $d_{\text{vmin}} \sim r_{\text{void}}$ . A mayores separaciones,  $d_{\text{zero}}$ , las velocidades de expansión se transforman gradualmente en moderados movimientos de colapso provocados por la densidad más alta existente en fronteras de vacíos y movimientos de expansión provenientes de regiones subdensas vecinas.
- Se obtiene una relación muy simple que describe  $d_{\text{vmin}}$  y  $d_{\text{zero}}$  en función de  $r_{\text{void}}$ , con parámetros que pueden ser encontrados en la tabla 5.1. Esta tabla muestra además los parámetros del ajuste para la relación entre  $r_{\text{void}}$  y el máximo del movimiento de expansión,  $r_{\text{void}}$  vs.  $v_{\text{min}}$ .
- Las velocidades de expansión en el catálogo sintético son consistentes con las predicciones de la teoría no lineal basada en las mediciones de la correlación cruzada en el catálogo sintético 2dFGRS.
- Mediante la aplicación del modelo no lineal de expansión a los datos observacionales del 2dFGRS, se obtiene que los vacíos de mayor tamaño

están caracterizados por velocidades de máxima expansión más importantes en valor absoluto: 110km/s, 210km/s y 270km/s para  $\langle r_{void} \rangle = 7,5, 12,5$  y  $17,5h^{-1}\text{Mpc}$  respectivamente; considerando un sesgo entre galaxias y masa,  $b = 1$ . Se encuentra que hasta distancias del orden de  $r_{void}$  los resultados de la aplicación del modelo no lineal de expansión a los datos observacionales son consistentes con los resultados del catálogo sintético.

- Se han examinado posibles diferencias en el campo de velocidades de galaxias y halos de materia oscura en los entornos de vacíos encontrándose que aquellos definidos por galaxias muestran velocidades de expansión similares a los obtenidos en vacíos definidos por halos, H11,5.
- La utilización de datos en espacio de redshift disminuye los valores extremos de velocidades en torno a vacíos, específicamente, los valores correspondientes a velocidades de expansión y caída aparecen, ambos, de menor magnitud que en espacio real.

Se han estudiado además los patrones de distorsión en la función de correlación cruzada vacío-galaxia  $\xi(\sigma, \pi)$  encontrándose una elongación en la dirección de la línea de la visual. Esta elongación difiere de lo encontrado en la función de autocorrelación de galaxias, debido a que en el caso de los vacíos este efecto se extiende hasta grandes separaciones perpendiculares a la línea de la visual. El análisis de estas elongaciones posibilita la obtención de propiedades del campo de velocidades en los entornos a vacíos sólo a partir de mediciones de redshift, los cuales son mucho más fáciles de obtener observacionalmente que las velocidades peculiares de galaxias. El estudio de  $\xi(\sigma, \pi)$  no sólo provee información acerca del campo de velocidades peculiares en los entornos a vacíos, sino además de los movimientos responsables de los *dedos de Dios* en las fronteras de los vacíos mediante la elongación de los contornos de  $\xi > 0,1$  en la dirección de la línea de la visual, a separaciones  $\pi \simeq 2 - 3r_{void}$ .

- Las distorsiones en espacio de redshift de galaxias en torno a vacíos en catálogos sintéticos y observacionales presentan elongaciones significativas en la dirección de la línea de la visual. Esto puede ser interpretado como una evidencia del movimiento de expansión en ambos casos.
- Las elongaciones en  $\xi(\sigma, \pi)$  para galaxias en la simulación son cualitativamente equivalentes a las obtenidas para halos H11,5.

Los análisis de los catálogos sintéticos indican que podrían ser derivados numerosos resultados adicionales acerca de la dinámica en torno a vacíos en el catálogo 2dFGRS si éste contara también con velocidades peculiares determinadas, al menos para algunos pocos miles de galaxias cubriendo un volumen lo suficientemente extenso como para que contenga un número razonable de vacíos.

- Mediante el estudio de los catálogos sintéticos se realizaron mediciones directas de las velocidades de expansión de galaxias utilizando velocidades peculiares. Las velocidades de expansión determinadas toman valores de aproximadamente 200 km/s, consistentes con los resultados de la simulación.
- La inclusión de incertezas en la determinación de distancias a las galaxias de los catálogos sintéticos ocasiona un incremento en los valores máximos de las amplitudes de expansión, los cuales pueden superar velocidades de 400 km/s en los vacíos de mayor tamaño.
- Se han analizado, las dispersiones de velocidades de galaxias en las paredes limitantes de vacíos en la simulación encontrándose una dispersión de velocidades sistemáticamente mayor en la dirección paralela a la pared del vacío con respecto a la dirección radial (una diferencia de  $\simeq 10 - 20\%$ ).
- Los resultados de los análisis de la dispersión de velocidades en cáscaras en torno a los vacíos en los catálogos sintéticos muestran que aquellas son mayores direcciones paralelas a las fronteras de vacíos, en concordancia con los resultados de la simulación. Estos resultados indican que las galaxias tienden a moverse preferentemente sobre las cáscaras, posiblemente a lo largo de la estructura filamentosa que constituye las fronteras de los vacíos. Se estima que contar con una gran masa de datos de velocidades peculiares podría admitir la realización de este análisis, constituyendo una prueba adicional para el paradigma de clustering jerárquico y la evolución de la estructura en el Universo.

Se llevó a cabo un análisis de las propiedades de galaxias en paredes, fronteras de regiones subdensas, con el propósito de explorar posibles diferencias inducidas por las diferentes historias de interacción de galaxias que alcanzan las paredes de los vacíos conducidas por la expansión de regiones vacías. Con motivo de la fuerte dependencia del índice de color de las galaxias y tipo espectral con la luminosidad y densidad local, se han considerado diferentes

---

rangos de esos dos parámetros con el objeto de analizar las propiedades de la población de galaxias en estas paredes comparadas con galaxias de control.

- Los análisis realizados indican que las galaxias que residen en paredes que limitan regiones vacías son sistemáticamente más azules y presentan mayor actividad de formación estelar a un dado rango de luminosidad y densidad local de galaxias.
  - Estos resultados sugieren que, más allá de la influencia de medio local, las galaxias están sujetas además, a una actividad de formación estelar dependiente en gran escala, la cual, en el caso aquí estudiado, puede ser producida por las bajas interacciones en la historia de galaxias moviéndose hacia el exterior provenientes de regiones subdensas. Este efecto tiene lugar a escalas del orden de  $r_{\text{void}}$ , el cual, en el presente trabajo corresponde a  $5 - 15h^{-1}\text{Mpc}$ .
  - Un aspecto importante que requiere ser estudiado con muestras más extensas es establecer si este efecto se encuentra aún presente en las regiones más internas de los vacíos, las cuales pueden mostrar además propiedades diferentes de aquello esperado mediante consideraciones simples acerca de los efectos de la densidad local en las propiedades de galaxias.
  - Este hallazgo de una modulación en gran escala de formación estelar puede ser empleado para confrontar escenarios de formación de galaxias, y adicionar un nuevo parámetro extra a la relación entre propiedades de galaxias con el medio local en que están inmersas.
-

## Apéndice A

# ESTADÍSTICA DE REGIONES SUBDENSAS

Se analiza la vinculación de las determinaciones estadísticas de vacío con la densidad de las muestras utilizadas, con el objetivo de establecer una medida estadística Universal para caracterizar vacíos. Se revisan los aspectos fundamentales de la estadística de vacío y su relación con la distribución en gran escala de objetos en el Universo. Se pondrá particular interés en el análisis de la trascendencia de la *hipótesis jerárquica* en las expresiones analíticas utilizadas para caracterizar regiones vacías. Se dispuso de las simulaciones numéricas cosmológicas MICE y VLS, las cuales fueron utilizadas para realizar los cálculos de probabilidad de vacíos en la distribución de partículas y halos. Se aplican modelos a desarrollos teóricos para predecir analíticamente los resultados de la estadística de vacíos como función de la densidad, permitiendo controlar y comparar con las mediciones directas. Se examina la evolución temporal de las regiones vacías mediante el análisis de resultados en distintos redshift y se consideraron distintos rangos de masa de los halos. Estos resultados son parte de trabajos que se encuentran en preparación.

Existen numerosos exámenes estadísticos para restringir los modelos de formación de estructuras, desde estadísticas a gran escala, hasta las funciones de correlación o el espectro de potencias de las fluctuaciones en densidad. Las regiones de alta densidad, especialmente los cúmulos y grupos de galaxias, han sido estudiadas exhaustivamente, en contraste, a las regiones subdensas, como los extensos vacíos en la distribución se les ha dedicado menos atención. No obstante, es posible obtener información valiosa respecto a la formación de galaxias mediante el análisis de las regiones de baja densidad (Hoyle et al., 2005; Croton et al., 2005; Colberg et al., 2005). Estas regiones, además, pueden proveer restricciones independientes en modelos cosmológicos (Peebles, 2001; Croton et al., 2004; Colberg et al., 2005). La calidad y precisión de la información estadística acerca de vacíos, se vio sustancialmente acrecentada en los últimos tiempos, en virtud de la generación de simulaciones cosmológicas de alta resolución, conjuntamente con la aparición de grandes relevamientos de redshift, como por ejemplo, 2dFRGS y SDSS. Esta información resulta sumamente útil y puede ser aplicada con diversos propósitos, entre los cuales se destacan los exámenes de modelos de formación de estructuras.

Los análisis estadísticos presentados aquí, se llevan a cabo con el propósito de establecer una definición de vacío que permita realizar identificaciones de vacíos estables con respecto a la naturaleza y densidad de las muestras donde se lo aplique, debido a que trabajamos con numerosas muestras de densidad variada: partículas de materia oscura, halos y galaxias semianalíticas, en simulaciones, y muestras de galaxias con distintas densidades extraídas de catálogos de galaxias.

## A.1. Función probabilidad de vacío

Los vacíos han sido estudiados con diferentes métodos. La estadística más difundida es la función probabilidad de vacío, desarrollada por White (1979) en un trabajo clásico de la materia (ver además Fry, 1986), la cuál se define como la probabilidad de que una celda de volumen  $V$  posicionada al azar no contenga puntos en su interior (Einasto, 1991; Croton et al., 2004; Solevi et al., 2005).

Es importante destacar que la función probabilidad de vacío tiene una definición precisa y universalmente aceptada, a diferencia de los vacíos como componentes de la estructura a gran escala. En estos últimos es posible encontrar contradicciones, por ejemplo, pueden hallarse objetos que sean vacíos de

---

acuerdo a algunas definiciones y no lo sean según otras<sup>1</sup>, en tanto que la función probabilidad de vacío se referira, siempre, a la misma relación estadística. No deben confundirse los terminos vacío y función probabilidad de vacío, si bien ambos involucran a la palabra vacío y son empleados en estudios estadísticos, este último denota una medida estadística y tanto que el primero es el nombre de un objeto.

Los vacíos en la distribución de galaxias han sido estudiados estadísticamente en el catálogo 2dFGRS por Hoyle & Vogeley (2004) y Croton et al. (2004). Específicamente, Croton et al. (2004) ha realizado una determinación de la función probabilidad de vacío en muestras limitadas en volumen, cubriendo un rango de magnitudes comprendidas entre  $M_{bj} - 5\log_{10}h = -18$  y  $-22$ . El objetivo principal de estos autores consiste en la comparación entre diferentes modelos de clustering, mediante el análisis de la dependencia de la probabilidad de vacío con los momentos de la distribución de galaxias. Los resultados del 2dFGRS muestran funciones de probabilidad de vacío notablemente consistentes con modelos jerárquicos de clustering galáctico. Las evaluaciones de la probabilidad de vacío llevadas a cabo en el catálogo 2dFGRS por Hoyle & Vogeley (2004) arrojaron similares resultados; conjuntamente se realizaron determinaciones de la misma estadística en la distribución de halos en simulaciones numéricas cosmologías y galaxias provenientes de la aplicación de modelos semianalíticos. Los resultados del modelo semianalítico y del catálogo 2dFGRS muestran similitud, en tanto que difieren de los obtenidos a partir de la distribución de halos de materia oscura.

## A.2. Estadística de regiones subdensas

### A.2.1. Formulación matemática de la estadística de vacíos

La función probabilidad de vacío (VPF) para una dada distribución de puntos es definida como la probabilidad de que una esfera localizada al azar no contenga galaxias en su interior<sup>2</sup> (White, 1979), en este caso la VPF dependerá del radio de la esfera. En el presente apéndice se presentarán análisis y resultados obtenidos considerando celdas esféricas para realizar los cálculos estadísticos, tal como se establece en la subsección A.4.2 (página 189).

---

<sup>1</sup>Aunque, en líneas generales, los resultados obtenidos utilizando distintas definiciones de vacíos son consistentes unos con otros, desde un punto de vista estadístico.

<sup>2</sup>Notar que la VFP definida de esta manera es consistente con la definición de la función probabilidad de vacío presentada en la sección A.1, la única diferencia es que aquí se especifica que la celda de volumen  $V$  debe tener forma esférica.

---

La estadística de vacíos esta relacionada, de manera simple y elegante, con la jerarquía de las funciones de correlación de N puntos.

$$P_0 = \exp\left(\sum_{j=1}^{\infty} \frac{-\bar{N}(R)^j}{j!} \int_V \xi_j(x_1, \dots, x_j) d^3x_1 \dots d^3x_j\right), \quad (\text{A.1})$$

donde  $P_0$  es la probabilidad de vacío,  $\xi_j$  es la función de correlación de orden  $j^3$  y  $\bar{N}(R)$  es la densidad media de partículas en un volumen esférico ( $V$ ) de radio  $R$ .

Reemplazando la función de correlación promediada en volumen,

$\bar{\xi}_n = \int_V \xi_n(x_1, \dots, x_n) d^3x_1 \dots d^3x_n$ , en la ecuación A.1, se obtiene la expresión,

$$P_0 = \exp\left[\sum_{j=1}^{\infty} \frac{-\bar{N}(R)^j}{j!} \bar{\xi}_j(R)\right]. \quad (\text{A.2})$$

La dependencia existente entre  $P_0(R)$  y la densidad numérica de la muestra puede ser fácilmente notada mediante la relación A.2, donde es puesta en evidencia explícitamente. En particular, para una distribución aleatoria se obtiene,  $P_0 = e^{-\bar{N}(R)}$ , donde puede verse que la probabilidad de vacío es determinada exclusivamente por la densidad media de la muestra. De acuerdo a lo esperado la función de probabilidad de vacíos es mayor para muestras menos densas y disminuye en el caso correspondiente a muestras con mayor densidad.

Establecer la relación entre la función probabilidad de vacío y las funciones de correlación de N puntos requiere el conocimiento de las funciones de correlación para todos los órdenes ( $\xi_N$ , con  $N$  variando de 2 a infinito).

En un modelo jerárquico de formación de estructuras, todas y cada una de las funciones de correlación de N puntos dependen únicamente de los productos de la función de correlación de dos puntos promediada en volumen ( $\bar{\xi}$ )<sup>4</sup> y de coeficientes de escala adimensionales (White, 1979; Croton et al., 2004):

$$\bar{\xi}_j(R) = \frac{S_j(R)}{j!} \bar{\xi}^{j-1}(R), \quad (\text{A.3})$$

donde  $j=3, \dots, \infty$  y  $S_j$  es el coeficiente de escala adimensional de orden  $j$ .

Numerosa evidencia observacional sugiere al modelo jerárquico como una representación razonable de la distribución de galaxias (y materia oscura) en

<sup>3</sup> $\xi_j$  también es llamada función de correlación de  $j$  puntos.

<sup>4</sup>Cuando  $\xi$  y  $\bar{\xi}$  se presenten sin subíndices representarán a la función de correlación de dos puntos y a la función de correlación de dos puntos promediada en volumen respectivamente, salvo que se especifique lo contrario

el Universo. Considerando válida la hipótesis jerárquica (ecuación A.3), los términos correspondientes a las funciones de correlación de órdenes altos (mayores a 2) en la ecuación (A.2) pueden ser expresados en términos de la función de correlación de dos puntos. En consecuencia, la expresión de la función de probabilidad de vacío (ecuación A.2) puede ser reescrita como,

$$P_0 = \exp\left[\sum_{j=1}^{\infty} -\bar{N}(R)^j \frac{S_j(R)}{j!} \bar{\xi}^{j-1}(R)\right] \quad (\text{A.4})$$

y

$$P_0 = \exp\left[-\bar{N}(R) \sum_{j=1}^{\infty} \frac{S_j(R)}{j!} \bar{N}(R)^{j-1} \bar{\xi}^{j-1}(R)\right]. \quad (\text{A.5})$$

Una forma ampliamente difundida en que la función de probabilidad de vacío puede ser expresada consiste en,

$$P_0 = \exp[-\bar{N}(R)\chi], \quad (\text{A.6})$$

donde el término  $\chi = -\ln(P_0/\bar{N})$ , el cual es denominado función de probabilidad de vacío reducida, cuantifica el apartamiento de  $P_0$  de la función de probabilidad de vacío correspondiente a una distribución aleatoria.

$$\chi = \sum_{j=1}^{\infty} \frac{S_j(R)}{j!} \bar{N}(R)^{j-1} \bar{\xi}^{j-1}(R) = \sum_{j=1}^{\infty} \frac{S_j(R)}{j!} (\bar{N}\bar{\xi})^{j-1}(R). \quad (\text{A.7})$$

Con el propósito de estudiar la universalidad de la función de probabilidad de vacío reducida se analizan los efectos que los coeficientes de escala tendrían en la relación  $\chi = \chi(\bar{N}\bar{\xi})$  en los siguientes casos:

- (i) Los coeficientes de escala no dependen de la escala.
- (ii) Los coeficientes de escala dependen de la escala.

- (i) Considerando que los coeficientes de escala en el paradigma jerárquico representado en la ecuación A.3 son independientes de la escala, la función de probabilidad de vacío reducida  $\chi$  adopta la forma de una serie de potencias en  $\bar{N}\bar{\xi}$ :  $\chi = \chi(\bar{N}\bar{\xi})$ , y en consecuencia se espera que la función de probabilidad de vacío reducida para muestras con diferentes densidades numéricas defina una función única o universal. En este caso, la función de probabilidad de vacío reducida puede ser expresada en función de  $\bar{N}\bar{\xi}$

y como resultado se elimina la dependencia con la amplitud de la función de correlación de dos puntos.

- (ii) En el caso en que se permita una variación de los coeficientes de escala con la amplitud de la escala ( $R$ )  $S_j = S_j(R)$ , la función de probabilidad de vacío reducida también será dependiente de la escala:  $\chi = \chi(\bar{N}\bar{\xi}, R)$ . La relación que vincula  $\bar{N}\bar{\xi}$  y  $R$  no es universal, la conexión entre estas cantidades posee una dependencia con la densidad numérica  $R = R(\bar{N}, \bar{N}\bar{\xi})$ , como consecuencia de esto, la función de probabilidad de vacío reducida presentará una dependencia con la densidad numérica de la muestra,  $\chi = \chi(\bar{N}, \bar{N}\bar{\xi})$ . En este caso, se obtendrán relaciones  $\chi = \chi(\bar{N}\bar{\xi})$  diferentes para muestras con densidades diferentes.

Es posible explorar el tipo de comportamiento esperado para la función de probabilidad de vacío reducida y, adicionalmente, para los coeficientes de escala, mediante el análisis y comparación de los resultados obtenidos, a partir del cálculo de  $\chi(\bar{N}\bar{\xi})$  para muestras con densidades numéricas diferentes. Con el propósito de hacer esto se generan muestras de distinta densidad mediante la realización de diluciones en el número de partículas (sección A.5) y halos de materia oscura (sección A.6). En caso de encontrarse que las funciones de probabilidad de vacío reducidas no converjan a la misma curva universal, para todas las muestras, los coeficientes de escala  $S_j$  dependerán de la escala para  $j > 2$ .

### A.3. Modelos de escala jerárquicos

Una gran variedad de modelos de escala jerárquicos realizan predicciones de escala jerárquica en la distribución de galaxias y cada modelo estadístico desarrolla deducciones específicas acerca de la forma de la función de probabilidad de vacío reducida en función a  $N\xi$ . En este trabajo se consideran las predicciones para  $\chi$  de los modelos de escala descritos en los párrafos siguientes.

#### A.3.1. Modelo minimalista

El modelo minimalista, también llamado *modelo de cúmulo minimalista*, considera una distribución de galaxias agrupadas en cúmulos y una distribución de Poisson para los cúmulos, con una ocupación de galaxias aleatoria. Este modelo guarda semejanza con el modelo de halos (Cooray & Sheth, 2002) con la

diferencia de que el perfil de los cúmulos es de Poisson. Mediante la evaluación del conjunto de momentos ( $S_p$ 's) de la función distribución generada por este modelo se obtiene una forma funcional para la probabilidad de vacío reducida  $\chi$ :

$$\begin{aligned}\chi &= (1 - e^{-\bar{N}\bar{\xi}})/\bar{N}\bar{\xi} \\ S_p &= 1 \\ S_3 &= 1\end{aligned}$$

Fry (1986) sugirió que este modelo podría representar el límite inferior para las funciones  $\chi(\bar{N}\bar{\xi})$  permitidas para cualquier modelo donde la formación de estructuras sea consistente con un modelo jerárquico.

### A.3.2. Modelo termodinámico

Fue propuesto por Saslaw & Hamilton (1984) y deriva de una teoría termodinámica para las propiedades de acumulación gravitatoria. El modelo original poseía un grado de virialización fija (temperatura o varianza en densidad) para todos los tamaños de celdas, sin embargo, tal comportamiento es inconsistente con las observaciones. El modelo fue extendido posteriormente (Fry, 1986) con el propósito de incluir un nivel diferente de virialización en cada escala, e identificar la variancia  $\bar{x}_i$  como función de la escala. El resultado que se obtiene es:

$$\begin{aligned}\chi &= [(1 + 2\bar{N}\bar{\xi})^{1/2} - 1]/\bar{N}\bar{\xi} \\ S_p &= (2p - 3)!! \quad (\text{Skewness : } S_3 = 3)\end{aligned}$$

donde  $(2p - 3)!! = (2p - 3).(2p - 5).(2p - 7)...$  y se trunca en cero.

### A.3.3. Modelo del binomio negativo

Este modelo ha sido usado en numerosas aplicaciones con diferentes motivaciones físicas (Klauder & Sudarshan, 1968; Curruthers & Shih, 1983; Curruthers & Minn, 1983; Fry, 1986; Elizalde & Gaztañaga, 1992; Gaztañaga & Yokoyama, 1993). A partir de un conjunto de muestras independientes  $T$ , con

probabilidad de “acierto”  $q$  y probabilidad de “error”  $p = 1 - q$ , la probabilidad de tener  $S$  aciertos y  $F = T - S$  errores, está dada por la distribución binomial:

$$P(S) = (F + S)!/S!/F!(1 - q)^F q^S$$

La distribución binomial negativa describe la probabilidad de tener  $S$  aciertos *después* de un número fijo  $F$  de errores

$$P(S) = (F + S - 1)!/S!/(F - 1)!(1 - q)^F q^S$$

debe notarse que en el caso binomial se fija el número total de muestras.

Se puede identificar un “acierto” como el hecho de encontrar una galaxia en una dada celda, tal que  $P_N = P(N = S)$  sea la FDPC (Función Densidad de Probabilidad Condicional). Se considera que el número fijo de errores  $F$  es inversamente proporcional a  $\bar{\xi}$  (cuanto más grande es  $\bar{\xi}$ , menor es el error al contar una galaxia en una celda). Se considera que la probabilidad de error  $p$  es proporcional al producto  $\bar{N}\bar{\xi}$  (debido la acumulación, hay un exceso de  $\bar{N}\bar{\xi}$  en la variancia del exceso de galaxias en una celda con densidad  $\bar{N}$ : cuanto mayor es la acumulación, mayor es la probabilidad de perder galaxias en una celda aleatoria). Estas consideraciones dan como resultado:

$$\begin{aligned} F &= 1/\bar{\xi} \\ p &= \bar{N}\bar{\xi}/(1 + \bar{N}\bar{\xi}) \end{aligned}$$

Este modelo es una versión discreta de la distribución de probabilidad Gamma (Gaztañaga, Fosalba & Elizalde 2000). En este caso, la FPV reducida y los cumulantes están dados por:

$$\begin{aligned} \chi &= \ln(1 + \bar{N}\bar{\xi})/\bar{N}\bar{\xi} \quad (\text{binomio negativo}), \\ S_p &= (p - 1)! \quad (\text{Skewness : } S_3 = 2) . \end{aligned}$$

## A.4. Mediciones estadísticas de vacío

### A.4.1. Simulación VLS

La simulación  $\Lambda$ CDM Very Large Simulation (VLS) ha sido utilizada con el propósito de evaluar probabilidades de vacío en este capítulo; en particular, se han empleado las partículas de materia oscura, las cuales representan la distribución de masa en el modelo de universo  $\Lambda$ CDM (subsección 1.1.2, página 9). Los parámetros de la simulación se detallan a continuación: tamaño del lado del cubo  $L = 479 \text{ Mpc h}^{-1}$ , número de partículas  $N_{par} = 5123$ , densidad de materia  $\Omega = 0,3$ , parámetro de densidad de vacío  $\Lambda = 0,7$ , constante de Hubble  $H_0 = 70 \text{ km/s/Mpc}$ ,  $\sigma_8 = 0,9$ , la masa de cada partícula es  $6,86 \times 10^{10} M_{\odot}/h$ , y la pendiente del espectro de potencias primordial es  $\gamma = 0,21$ .

### A.4.2. Función probabilidad de vacío: estimas numéricas

La función probabilidad de vacíos es estimada mediante la ubicación aleatoria de una gran cantidad de celdas esféricas, con radio  $R$ , en el volumen de la simulación. La cantidad numérica de celdas es aproximadamente  $1 \times 10^9$  y ha sido escogida con el propósito de ser lo suficientemente alta como para satisfacer la condición  $N_{cell} \times V_{cell} \gg V_{box}$ , donde  $N_{cell}$  es el número de celdas consideradas, y  $V_{cell}$  y  $V_{box}$  son los volúmenes de las celdas y el cubo de la simulación, respectivamente.

La función probabilidad de vacío en función de radio de las celdas ha sido calculada simplemente mediante el cálculo numérico de la fracción de celdas esféricas que no contenían galaxias según,

$$P_0 = \frac{N_0}{N_t}, \quad (\text{A.8})$$

donde  $N_0$  es el número de celdas vacías y  $N_t$  corresponde al número total de celdas.

Los errores representados en todas las figuras de este apéndice fueron calculados a partir de 64 muestras *jackknife* de partículas. Cada una de estas muestras consiste en el cubo completo de la simulación con 1/64ava parte de su volumen removida. El procedimiento llevado a cabo para estimar los errores consiste en el cálculo de la probabilidad de vacío en las 64 submuestras de partículas. La incerteza de los resultados es equivalente a la varianza derivada a partir de las 64 submuestras.

Con el propósito de evitar problemas de borde en los cálculos estadísticos realizados, el cubo ha sido repetido periódicamente.

## A.5. Dependencias con la densidad de la muestra

Con el propósito de examinar los efectos del ruido estadístico generado por la utilización de muestras discretas de partículas en las funciones de probabilidad de vacío y de probabilidad de vacío reducida se llevan a cabo diluciones al número de partículas en la simulación VLS. Para ello se han adoptado dos métodos, el primero numérico y el restante analítico, los cuales se describen a continuación (subsecciones A.5.1 y A.5.2).

### A.5.1. Diluciones numéricas

Las diluciones numéricas han sido realizadas de manera simple mediante la eliminación de partículas, las cuales fueron seleccionadas aleatoriamente de la siguiente forma, inicialmente, un número aleatorio ( $n_r$ , con  $0 < n_r < 1$ ) fue asignado a cada partícula y a continuación las partículas con  $n_r < n_d$  fueron removidas. De acuerdo a la notación adoptada en este trabajo,  $n_d$  equivale a  $0,01 \times B$  para una dilución del  $B\%$  de las partículas.

La función probabilidad de vacío ha sido calculada para la simulación VLS completa y para varias diluciones, los resultados obtenidos se encuentran graficados en el panel izquierdo de la figura A.1. Cada color en la figura representa la probabilidad de vacío en función del radio de la celda, como puede observarse las curvas correspondientes a muestras con menor densidad se encuentran desplazadas hacia la derecha, siendo dicho desplazamiento proporcional a la fracción de partículas diluidas. Este resultado indica que, de acuerdo a lo esperado, en las muestras con menor densidad es más probable encontrar volúmenes esféricos que no contengan partículas, en comparación con las muestras más densas.

La probabilidad de vacío reducida en función de la densidad numérica media se muestra en la figura A.1 (panel superior a la derecha), para las mismas diluciones de partículas mostradas a la izquierda en la misma figura. La probabilidad reducida en función de la función de correlación de dos puntos se muestra el panel inferior a la derecha de la figura A.1, para las mismas diluciones de partículas son mostradas a la izquierda en la misma figura. En el caso de trabajar con muestras discretas de partículas <sup>5</sup> es necesario corregir el efecto

---

<sup>5</sup>También es válido para galaxias o distribuciones discretas de objetos.

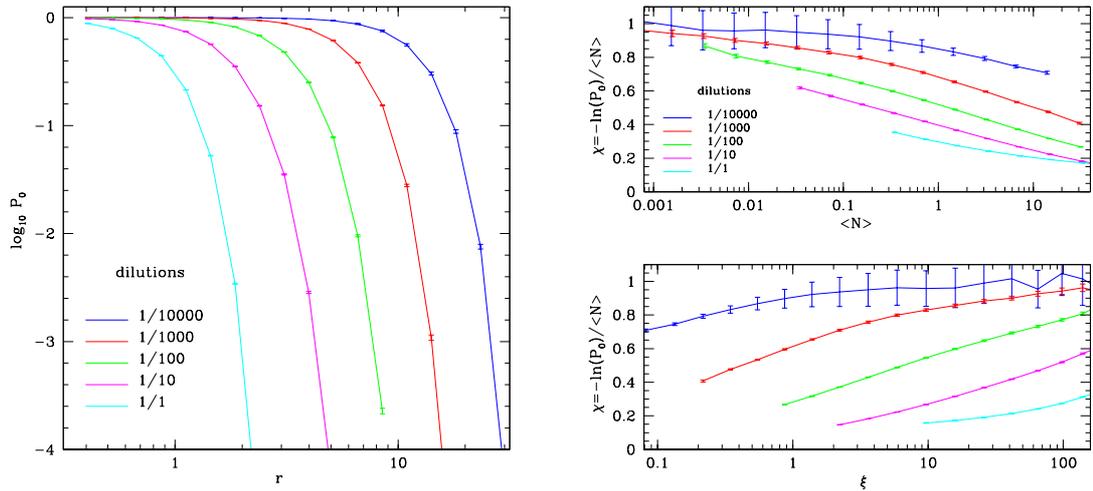


Figura A.1: Izquierda Función de probabilidad de vacío en función del radio para partículas de materia oscura en la simulación  $\Lambda$ CDM VLS. Los diferentes colores de líneas representan diferentes diluciones, cian corresponde al cubo completo, magenta a una densidad de partículas del 10 % , verde a una densidad de partículas del 1 % , rojo a una densidad de partículas del 0.1 % y azul a una densidad de partículas del 0.01 % , de acuerdo a lo indicado en las referencias en la figura. Derecha : Función probabilidad de vacío reducida para partículas de materia oscura en la simulación VLS. Panel superior: RVP en función de la densidad numérica media para diferentes diluciones. Panel inferior: RVP en función de la función de correlación de dos puntos promediada en volumen para distintas diluciones. En ambos paneles cada color de línea representa una dilución diferente, en forma análoga a la figura al panel izquierdo: cian corresponde al cubo completo, magenta a una densidad de partículas del 10 % , verde a una densidad de partículas del 1 % , rojo a una densidad de partículas del 0.1 % y azul a una densidad de partículas del 0.01 % . Las barras de error en ambos paneles, y en resto de las figuras expuestas en este apéndice, representan la varianza derivada a partir de 64 submuestras jackknife de partículas.

de las fluctuaciones estadísticas alrededor de la densidad media en las correlaciones. En este apéndice, con el propósito de descontar el efecto del ruido estadístico de las  $\bar{\xi}$ , se han utilizado las relaciones encontradas por Gaztanaga & Yokoyama (1993) entre  $\xi_D$  (discreta) y  $\xi_C$  (continua):

$$\bar{N}^2 \xi_D = \bar{N}^2 \xi_C + \bar{N}$$

La probabilidad de vacío reducida en función del producto de la densidad numérica media y la función de correlación de dos puntos ( $\chi$  vs  $N \times \xi$ ) está representada en la figura A.2 donde se muestran los resultados para diluciones análogas a las realizadas en la figura A.1. Además, en la figura A.2 se muestran las predicciones para  $\xi$  de los modelos de escala jerárquicos descritos en la sección A.3: el modelo minimalista (líneas negras a trazos cortos), el modelo termodinámico (líneas negras a trazos largos) y el modelo del binomio negativo (líneas negras de puntos).

Mediante la inspección de la figura A.2 puede notarse que las curvas no convergen a una única función universal. Cada función graficada en la figura puede interpretarse como correspondiente a la proyección de la relación tridimensional:  $\chi(N, N\bar{\xi})$ ; indicando que los coeficientes  $S_j$  dependen de la escala. Puede notarse además, que las probabilidades reducidas  $\chi$  se aproximan a las predicciones del modelo termodinámico (líneas negras a trazos largos) cuando las diluciones son mayores.

### A.5.2. Diluciones analíticas

La probabilidad de tener  $N$  partículas en una celda ( $P(N)$ ) puede ser obtenida mediante la convolución Poisson de una distribución continua de densidades,

$$P(N) = \int P(\rho) P_{poisson}(N, \bar{N}_p \rho) d\rho. \quad (\text{A.9})$$

$P(\rho)$  es la función probabilidad de densidad (PDF) para una distribución continua y  $\bar{N}_p$  representa la densidad de partículas promediada por celdas. La probabilidad para una distribución de Poisson  $P_{poisson}$  esta dada por,

$$P_{poisson} = \bar{N}_p^N / N! \exp(-\bar{N}_p \rho), \quad (\text{A.10})$$

para el caso particular en que  $N$  toma el valor cero en la ecuación A.9, se obtiene una expresión analítica de la función probabilidad de vacío,

$$P_0 = \int P(\rho) \exp(-\bar{N}_p \rho) d\rho. \quad (\text{A.11})$$

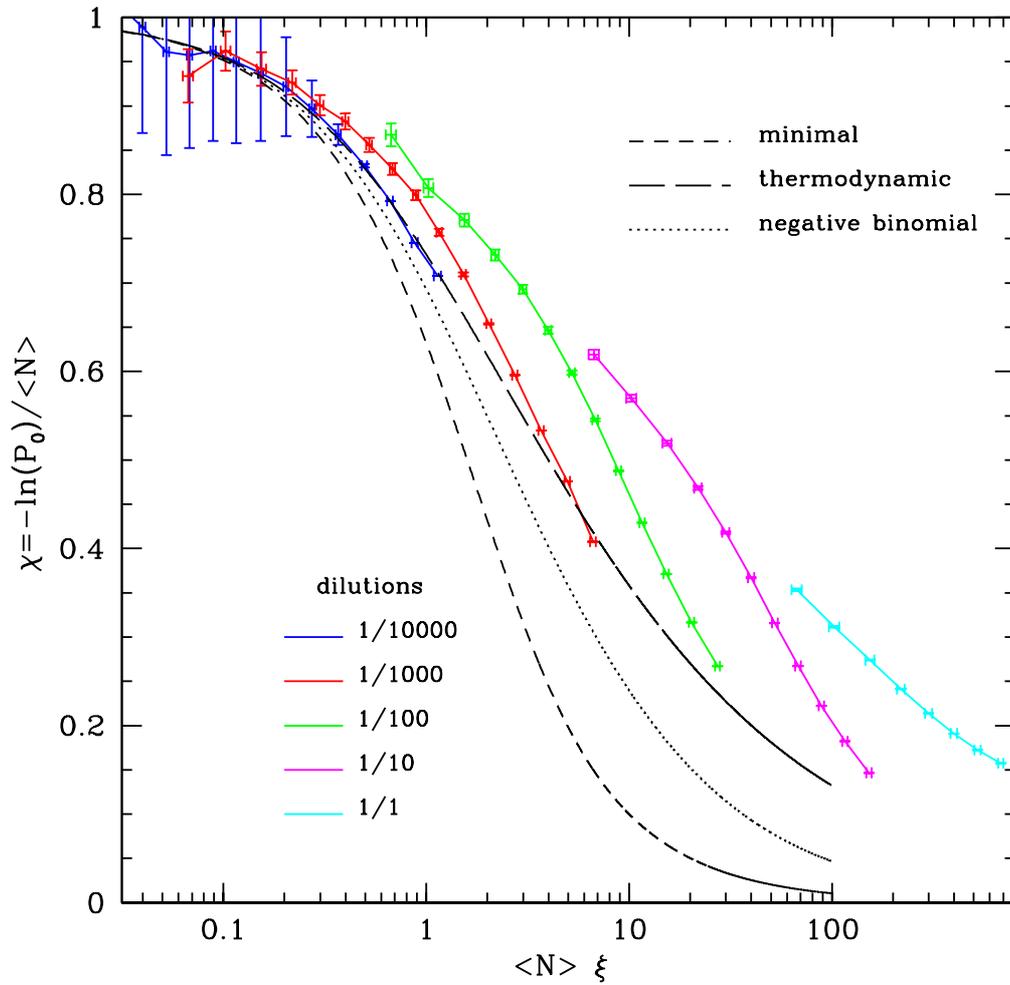


Figura A.2: Función probabilidad de vacío reducida en función de  $N\bar{\xi}$  para partículas de materia oscura en la simulación VLS. Los diferentes colores de líneas están asociados a diferentes diluciones, cian corresponde al cubo completo, magenta a una densidad de partículas del 10 %, verde a una densidad de partículas del 1 %, rojo a una densidad de partículas del 0.1 % y azul a una densidad de partículas del 0.01 %, como en la figura A.1. Las líneas negras representan predicciones para RVP de modelos de escala jerárquicos.

Es importante notar la dependencia de  $P_0$  con la densidad de partículas promediada en las celdas. En consecuencia, la expresión (A.11) puede ser utilizada para realizar predicciones de la función probabilidad de vacíos para muestras de diferentes densidades. Esto es particularmente útil para chequear y comparar las soluciones numéricas obtenidas a partir de las diluciones de partículas.

Se llevaron a cabo estimas teóricas de la probabilidad de vacío con la finalidad de comprobar los resultados obtenidos mediante las cuentas en celdas, mostrados en las figuras A.1 (ambos paneles), y A.2. Notar que para realizar predicciones analíticas de la probabilidad de vacío es necesario conocer la distribución de densidades. Con el objetivo de obtener la expresión para  $P(\rho)$  requerida para obtener estimas analíticas de  $P_0$  se desarrollan dos métodos independientes, la primer técnica consiste en asociar  $P(\rho)$  con  $P(N)$ , considerando a la ecuación A.11 como el límite continuo de la expresión discreta donde  $P(\rho)$  está conectado a  $P(N)$ ; el segundo método consiste en la utilización del modelo de colapso esférico con el fin de predecir la distribución de probabilidades de densidad. Los detalles de la aplicación de ambos métodos y los resultados obtenidos se presentan en el resto de la presente subsección.

### Diluciones Analíticas I

Se expresa la integral del campo continuo de densidades A.11 en términos de  $N$ , mediante la sustitución de coordenadas  $\rho = N/\bar{N}$ , donde  $N$  y  $\bar{N}$  corresponden al cubo completo de la simulación (ie., sin diluciones).

$$P_0 = \int P(\bar{N}\rho)/\bar{N} \exp(-\bar{N}_p N/\bar{N}) dN. \quad (\text{A.12})$$

Con el objetivo de aplicar la ecuación A.12 a un campo de densidades discreto, la integral es transformada en una suma infinita, como resultado se obtiene una expresión analítica para la función probabilidad de vacíos derivada para un campo de densidades discreto. Notar que la  $P(N)$  discreta esta vinculada con  $P(\bar{N}\rho)/\bar{N}$  (Bernardeu, et al., 2002 )

$$P_0 = \sum_j P(N_j) \exp(-f N_j) \Delta N_j. \quad (\text{A.13})$$

Las predicciones para los valores de  $P_0$  fueron calculados a partir de los resultados de los cálculos de  $P(N)$  obtenidos de la simulación. El número de términos en la suma es infinito, no obstante, converge a un valor estable

luego de un número  $N_j$  de términos. El número de términos necesario para lograr estabilidad en las soluciones varía con la fracción de partículas diluidas, obteniéndose para el caso más desfavorable,  $N_j \simeq 60000$ , el cual corresponde a la muestra con mayor dilución.

Las predicciones obtenidas mediante este método para  $P_0$  son mostradas en las figuras A.3(a), A.3(b) y A.4, donde son referenciadas como *analytical dilutions I*.

En la figura A.3(a), son graficadas las funciones probabilidad de vacío en función del tamaño de las celdas para cinco diluciones (cada color corresponde a una dilución tal como se indica en la figura). Como puede apreciarse en la figura, los valores estimados analíticamente (líneas de puntos), muestran un excelente acuerdo con aquellos obtenidos mediante cálculo directo (líneas llenas). En la figura A.3(b), se representa la función probabilidad de vacío reducida para partículas en la simulación VLS, en función de la densidad media (panel superior) y de la función de correlación de dos puntos promediada en volumen (panel inferior). Las líneas de puntos corresponden a diluciones analíticas realizadas con el método descrito en esta sección y las líneas sólidas, a diluciones numéricas. En la figura A.4, se muestra la probabilidad de vacío reducida en función de  $N\bar{\xi}$  para las partículas en la simulación VLS. Con diluciones analíticas I (líneas llenas) y numéricas (líneas de puntos). Se han realizado cuatro diluciones: del 10 % , del 1 % , del 0.1 % y del 0.01 % de la densidad total de partículas en el cubo de la simulación. Cada color de línea corresponde a diferentes diluciones análogamente a la figura A.2.

### Diluciones analíticas II : colapso esférico

La expresión A.11 provee una manera analítica de obtener la función probabilidad de vacío esperada en una distribución de densidades continua. Con la intención de estimar la probabilidad de vacío se utiliza el modelo de colapso esférico, también conocido como modelo *shear-free*, para la evolución de fluctuaciones en la densidad (Protogeros & Scherrer, 1997). El modelo de colapso esférico genera una buena aproximación de la evolución de las fluctuaciones en densidad en el régimen no lineal débil. Por este motivo, se lo considera apropiado para ser aplicado en regiones que no contengan partículas (donde la densidad es baja,  $\rho \simeq 0$  y  $\delta \ll 1$ ).

El modelo proporciona una relación entre las fluctuaciones no lineales ( $\delta_{NL} = \rho - 1$ ), con sus correspondientes contrapartes lineales ( $\delta_L$ ) (Protogeros & Scherrer, 1997).

$$\rho = f(\delta_L). \quad (\text{A.14})$$

La función probabilidad de densidad resultante es,

$$P(\rho) = \frac{1}{N} \frac{P_{IC}}{\rho} |d\delta_L/d\rho|, \quad (\text{A.15})$$

donde  $N$  es un factor de normalización. El factor  $P_{IC}$  en la ecuación A.15 representa la distribución de densidad inicial. Se utiliza la distribución de probabilidades gaussiana de un punto, la cual es expresada por,

$$P_{IC}(\rho) = \frac{1}{(2\pi\sigma_0)^{1/2}} \exp\left(-\frac{1}{2}\left(\frac{\delta}{\sigma_0}\right)^2\right), \quad (\text{A.16})$$

donde  $\sigma$  representa la varianza no lineal. La relación entre las fluctuaciones lineales y no lineales esta dada por,

$$\delta_L = \frac{\alpha(\rho^{1/\alpha} - 1)}{\rho^{\gamma/6}}. \quad (\text{A.17})$$

$\alpha$  es la aproximación gaussiana de Zeldovich GZA y  $\gamma$  es la pendiente de la varianza no lineal.

Con el propósito de obtener una expresión analítica para  $P(\rho)$  en función del radio de la celda, se calcula  $P(\rho)$  en la forma indicada en las ecuaciones A.15, A.16 y A.17, adoptando  $\alpha = -21/13$ . Los valores de la varianza utilizados corresponden a los calculados en el cubo de la simulación completa y  $\gamma$  ha sido ajustado con el fin de obtener estimas de densidades consistentes con aquellas calculadas numéricamente.

Una vez obtenida la expresión analítica de  $P(\rho)$ , se realiza el cálculo de la integral de la ecuación A.11, para los distintos valores de  $\bar{N}$  correspondientes a los radios de las celdas y a las diluciones de partículas adoptados en este trabajo. A los resultados obtenidos con este método se los identifica con la leyenda *analytical dilutions II*.

Los resultados obtenidos con diluciones analíticas II se muestran en líneas a trazos en la figura A.3(a), la cual representa la probabilidad de vacío en función del tamaño de las celdas, y en la figura A.3(b) donde son graficadas las funciones probabilidad de vacío reducida para partículas en la simulación VLS. En la figura A.4 se muestra la función probabilidad de vacío reducida en función de  $N\bar{\xi}$  para las partículas en la simulación VLS. Las diluciones analíticas II se muestran en líneas a trazos. En todas las figuras (A.3(a), A.3(b)

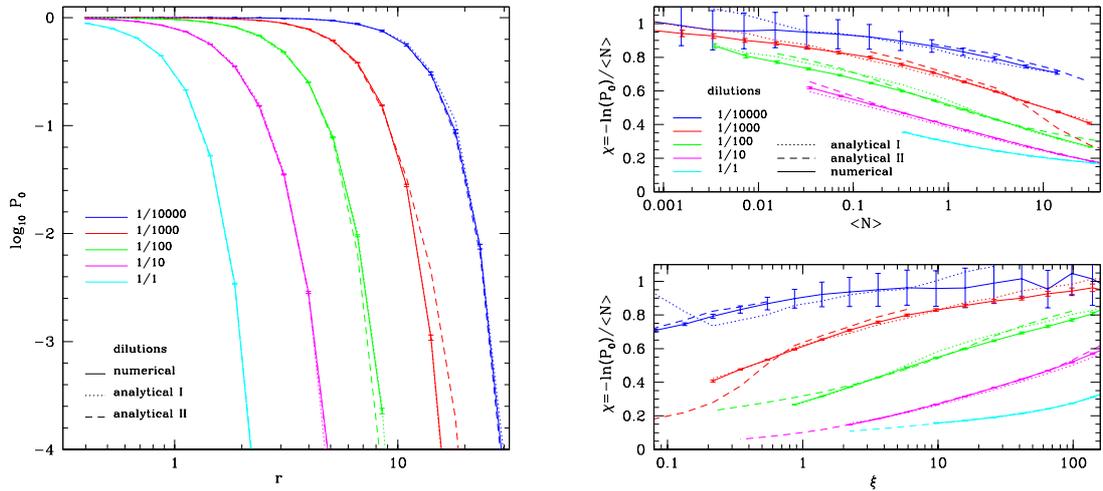


Figura A.3: (a) Izquierda: Función probabilidad de vacío en función del radio para partículas en la simulación VLS. Colores de líneas diferentes representan diluciones diferentes, como en la figura A.1, cian corresponde al cubo completo, magenta a una densidad de partículas del 10% , verde a una densidad de partículas del 1% , rojo a una densidad de partículas del 0.1% y azul a una densidad de partículas del 0.01%. Las líneas de puntos indican diluciones analíticas I y las líneas a trazos, diluciones analíticas II; las líneas sólidas indican diluciones numéricas. (b) Derecha: Función probabilidad de vacío reducida para partículas en la simulación VLS. Panel superior: RVP en función de la densidad numérica media para diferentes diluciones. Panel inferior: RVP en función de la función de correlación de dos puntos promediada en volumen para diferentes diluciones. En ambos paneles cada color corresponde a la misma dilución que en la figura A.1: cian corresponde al cubo completo, magenta a una densidad de partículas del 10% , verde a una densidad de partículas del 1% , rojo a una densidad de partículas del 0.1% y azul a una densidad de partículas del 0.01%. Las líneas de puntos y trazos representan diluciones analíticas I y II respectivamente, y las líneas sólidas, diluciones numéricas.

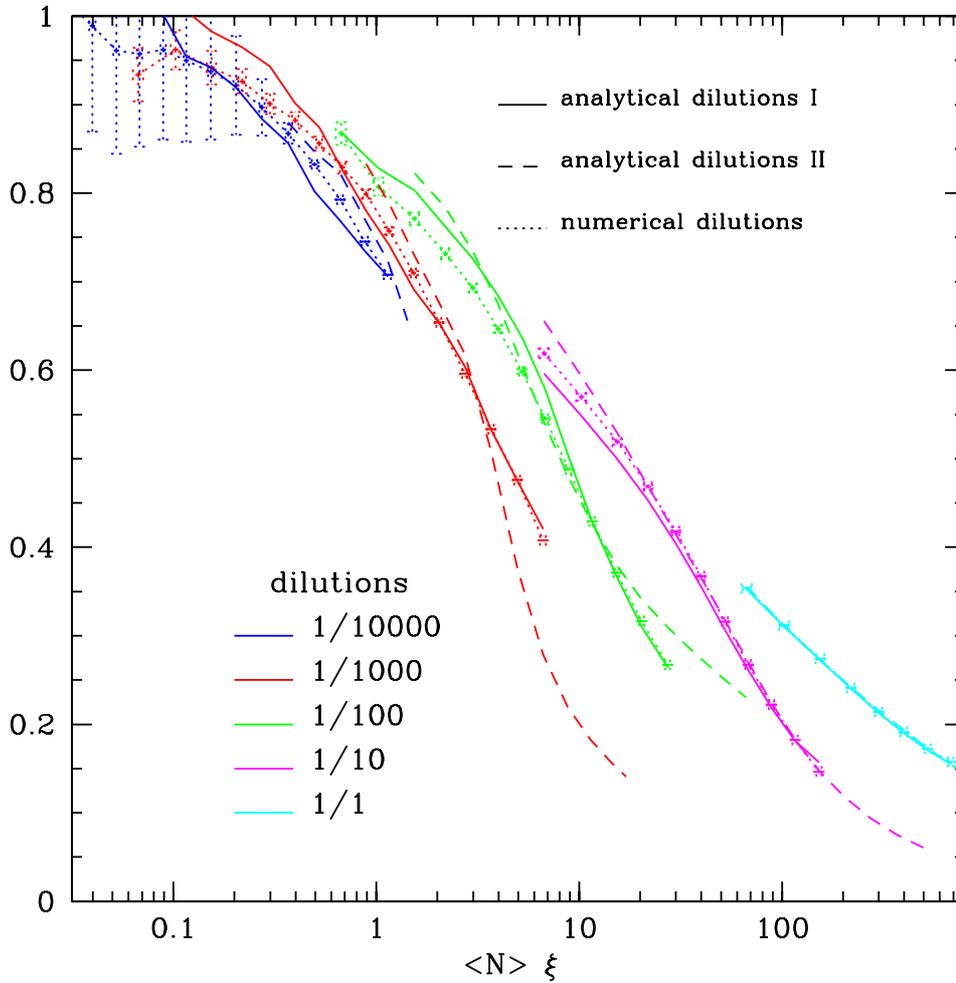


Figura A.4: Función probabilidad de vacío reducida en función de  $N\bar{\xi}$  para las partículas de materia oscura en la simulación VLS. Cada color de línea corresponde a diferentes diluciones como en la figura A.2, cian corresponde al cubo completo, magenta a una densidad de partículas del 10%, verde a una densidad de partículas del 1%, rojo a una densidad de partículas del 0.1% y azul a una densidad de partículas del 0.01%. Las líneas sólidas y a trazos corresponden a diluciones analíticas I y II, respectivamente; las líneas de puntos corresponden a diluciones numéricas, como es indicado en la figura. Las líneas negras representan las predicciones de modelos de escala jerárquica.

y A.4) se han realizado cuatro diluciones a la densidad total de partículas en el cubo de la simulación, las cuales están representadas por diferentes colores, como se indica en las figuras.

Mediante la comparación de las distintas diluciones realizadas, en la figura A.4: diluciones analíticas I (líneas llenas), analíticas II (líneas a trazos) y numéricas (líneas de puntos), puede notarse que los valores estimados analíticamente muestran un excelente acuerdo con aquellos obtenidos mediante cálculo directo. Se encuentra también que la probabilidad de vacío (figura A.3(a)) y la probabilidad reducida (A.3(b)), obtenidas aplicando los dos modelos teóricos, son consistentes con los valores obtenidos a partir de los conteos en celdas.

Además, los resultados analíticos refuerzan el resultado obtenido acerca de la falta de universalidad de la función probabilidad de vacío. Nuestros resultados indican que la probabilidad de vacío reducida es profundamente dependiente de la densidad de la muestra utilizada.

## A.6. Vacíos en la distribución de halos de materia oscura

Los modelos semianalíticos de formación de galaxias describen el origen de las galaxias a partir del colapso gravitatorio de material bariónico acumulado en los pozos de potencial, generados por los halos de materia oscura. Por lo tanto, puede considerarse que las distribuciones espaciales de galaxias o grupos de galaxias y halos de materia oscura serán comparables. Con el propósito de examinar esta hipótesis se realizan análisis de las propiedades estadísticas de halos de materia oscura en la simulación numérica cosmológica MICE que se describe a continuación.

### A.6.1. Halos en simulaciones cosmológicas

#### Simulaciones MICE

Se utilizaron dos salidas de la simulación MICE correspondientes a  $z=0.0$  y  $z=0.1$ , ejecutadas en la supercomputadora Mare Nostrum en Barcelona, por el consorcio MICE ([www.ice.cat/mice](http://www.ice.cat/mice)). La simulación contiene  $2048^3$  partículas de materia oscura en un cubo de  $1536 \text{ Mpc } h^{-1}$  de lado,  $\Omega_M = 0,25$ ,  $\Omega_b = 0,044$ ,  $\sigma_8 = 0,8$ ,  $n_s = 0,95$  y  $h = 0,7$ , con una cosmología plana. Se utilizaron los grupos en esa simulación, los cuales fueron seleccionados mediante la aplicación

del algoritmo FOF con longitud de percolación de 0,20. A  $z = 0$  se encuentra un total de 107 millones de grupos con más de 5 partículas ( $M > 1,87 \times 10^{13}$ ). Cuando el número de partículas en el grupo es mayor a 40, éste corresponde a un halo de materia oscura. El resto de los grupos son regiones sobredensas, las cuales no formarán galaxias y contribuirán al sesgo entre las distribuciones de masa y galaxias.

### A.6.2. Función probabilidad de vacío en halos

Se estimó la función de probabilidad de vacío de los halos de la simulaciones MICE mediante el método de conteo en celdas: la función probabilidad de vacío y la  $\bar{\xi}$  para los halos de la simulación MICE de  $1536 \text{ Mpc h}^{-1}$  fueron calculados con  $1 \times 10^7$  celdas, en forma equivalente a lo considerado para las partículas de la simulación VLS, el número de celdas fue elegido lo suficientemente grande para que el volumen total de las celdas sea al menos 2 veces el volumen del cubo de la simulación. Las fórmulas estadísticas utilizadas para el tratamiento de los halos en este trabajo son análogas a las empleadas para las partículas.

Las diluciones se realizaron mediante la eliminación aleatoria de halos, siguiendo similar procedimiento al adoptado para la obtención de las diluciones numéricas de las partículas. Asimismo, las correcciones del *shot noise* se llevaron a cabo en la misma forma que para las partículas, no obstante, en el caso de los halos la corrección es considerablemente mayor, a causa de la baja densidad de halos respecto a las partículas.

En la figura A.5 se muestra la función probabilidad de vacío reducida en función de  $\langle N \rangle \bar{\xi}$  para los halos de la simulación MICE. Para dos salidas de la simulación,  $z = 0,0$  (líneas llenas),  $z = 0,5$  (línea de puntos y trazos) y una dilución del 10% de los halos del cubo (azul), en líneas rojas se muestra la simulación completa. Todas las diluciones en la densidad de halos mostradas en esta sección fueron realizadas numéricamente.

Como puede observarse en la figura, mediante la comparación de las curvas correspondientes a distintos redshifts (líneas rojas llenas, y líneas rojas de puntos trazos para  $z = 0,0$  y  $z = 0,5$  respectivamente), no se evidencia una evolución significativa.

Cabe destacar que, en consonancia con lo esperado, el modelo del binomio negativo es el que mejor describe los resultados obtenidos utilizando la totalidad de los halos.

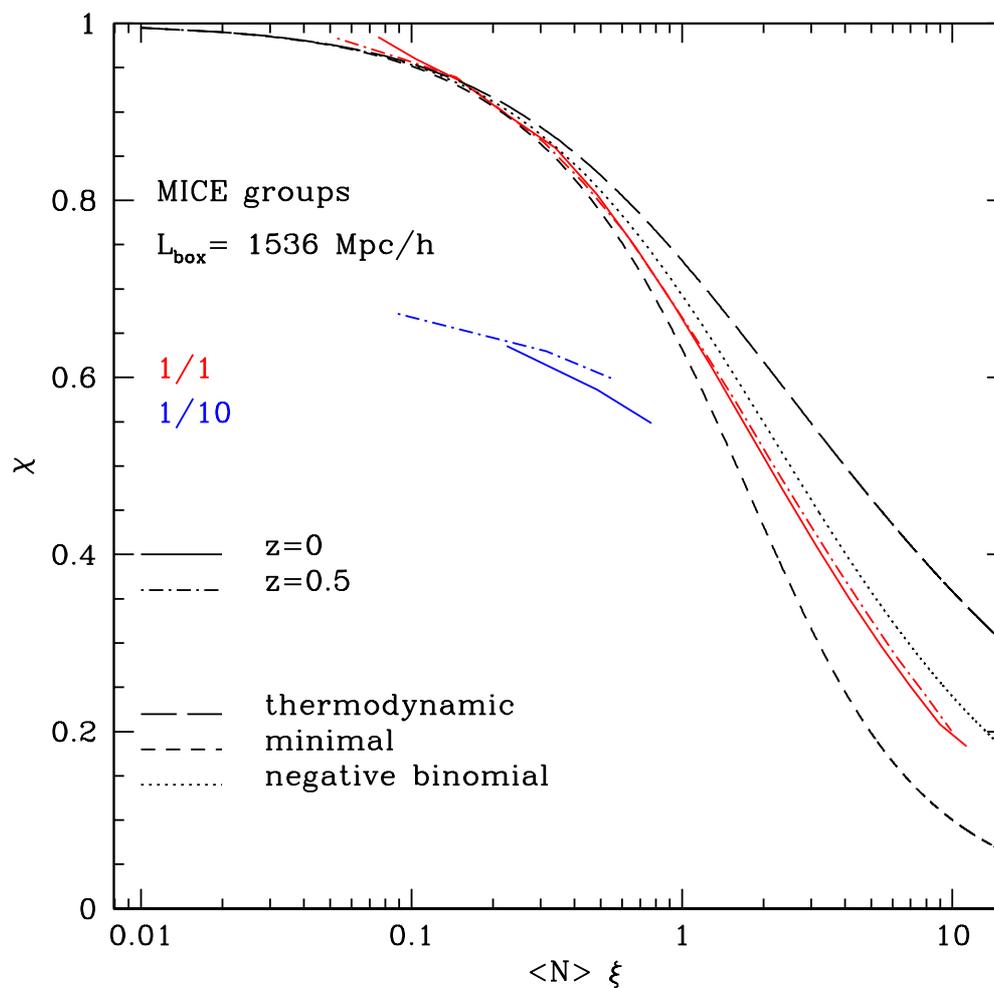


Figura A.5: Función probabilidad de vacío reducida en función de  $N\xi$  para halos en las simulaciones MICE. Distintos tipos de líneas representan distintas salidas de la simulación: líneas sólidas para  $z=0.0$  y líneas de puntos y trazos para  $z=0.5$ . Las líneas rojas indican el 100 % de la densidad de halos y las azules indican el 10 % de la densidad de halos. En líneas negras se muestran las predicciones de los modelos de escala jerárquicos.

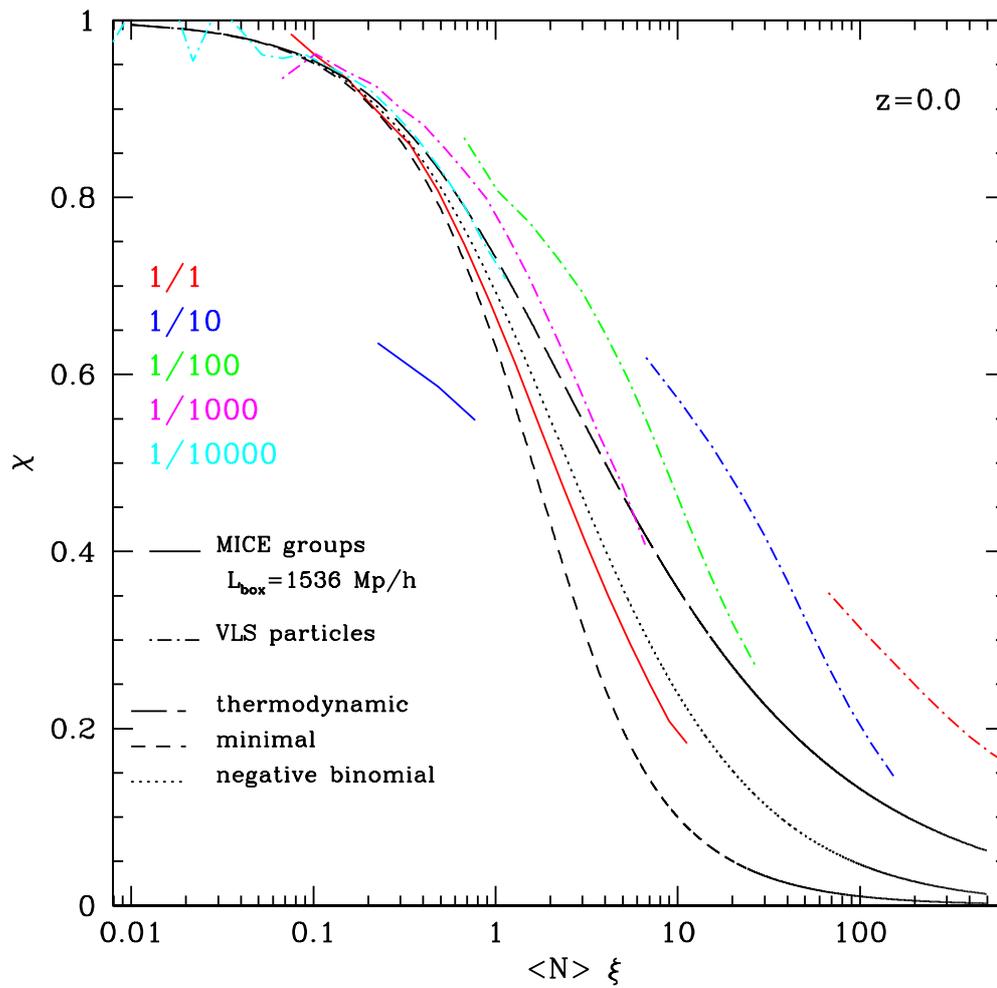


Figura A.6: Función probabilidad de vacío reducida en función de  $N\bar{\xi}$  para halos en la simulación MICE (líneas sólidas) y partículas en la simulación VLS (líneas a puntos y trazos). Las líneas rojas indican el 100 % de la densidad, las azules indican el 10 % de la densidad, las verdes el 1 % de la densidad, las magenta el 0.1 % de la densidad y las cianes el 0.01 % de la densidad. En líneas negras se muestran las predicciones de los modelos de escala jerárquicos.

La figura A.6 exhibe la función probabilidad de vacío reducida en función de  $\langle N \rangle \bar{\xi}$  para los halos de la simulación MICE en  $z = 0,0$  (líneas llenas) y, con propósitos comparativos, se muestran las partículas de materia oscura de la simulación VLS (línea de puntos y trazos). Se realizó una dilución del 10% de los halos del cubo (azul) y cuatro diluciones de las partículas, como se indica en la figura. Como puede verse en la figura, cuando se consideran los resultados obtenidos a partir de la distribución de los halos en la simulación MICE (línea sólida roja), las curvas resultantes de la representación de  $\chi$  en función de  $\bar{N}\bar{\xi}$  son consistentes con las predicciones para  $\chi$  del modelo del binomio negativo (línea negra de puntos); en tanto que, para las diluciones de las partículas de la simulación VLS, cuando se elimina una fracción considerable de ellas (mayor a 1/100 del total de las partículas), las curvas obtenidas para  $\chi$  (líneas de puntos y trazos magenta y cian para diluciones de 1/1000 y 1/10000 del total de las partículas, respectivamente) se aproximan a las predicciones del modelo termodinámico (línea negra a trazos largos).

La figura A.7 expone los resultados de la función probabilidad de vacío reducida en función de  $\langle N \rangle \bar{\xi}$  para los halos en dos salidas de la simulación MICE en  $z = 0,0$  (líneas llenas) y  $z = 0,5$  (líneas de trazos y puntos). Con propósitos comparativos, se muestran las predicciones de tres modelos de escala. En este caso se redujo la densidad numérica de halos seleccionándolos según la masa, en tanto que en todas las diluciones anteriores se disminuyó el número de halos (y partículas) al azar. Se seleccionaron dos muestras definidas por los halos con masa mayor a  $masa_{halo} = 4,8 \times 10^{12} M_{\odot}$  (líneas rojas) y masa mayor a  $masa_{halo} = 9,6 \times 10^{14} M_{\odot}$  (líneas azules).

Es interesante resaltar que los resultados obtenidos con muestras de halos seleccionados por masa presentan funciones probabilidad de vacíos notablemente similares, ajustándose a las predicciones del modelo del binomio negativo. Además, mediante la comparación de los resultados obtenidos para función probabilidad de vacío reducida en función de  $\langle N \rangle \bar{\xi}$ , utilizando las salidas de la simulación MICE en  $z = 0,0$  y  $z = 0,5$  (líneas llenas y de trazos y puntos, respectivamente), puede observarse que no se manifiestan efectos evolutivos<sup>6</sup> apreciables. Asimismo, las probabilidades reducidas de vacío en la distribución de halos están en excelente acuerdo con las correspondientes a muestras limitadas en volumen, de galaxias extraídas del catálogo 2dFGRS (Croton et al, 2004).

---

<sup>6</sup>Los efectos evolutivos hacen referencia a variaciones con  $z$  en las relaciones estadísticas, dichas variaciones podrían asociarse a una evolución temporal.

---

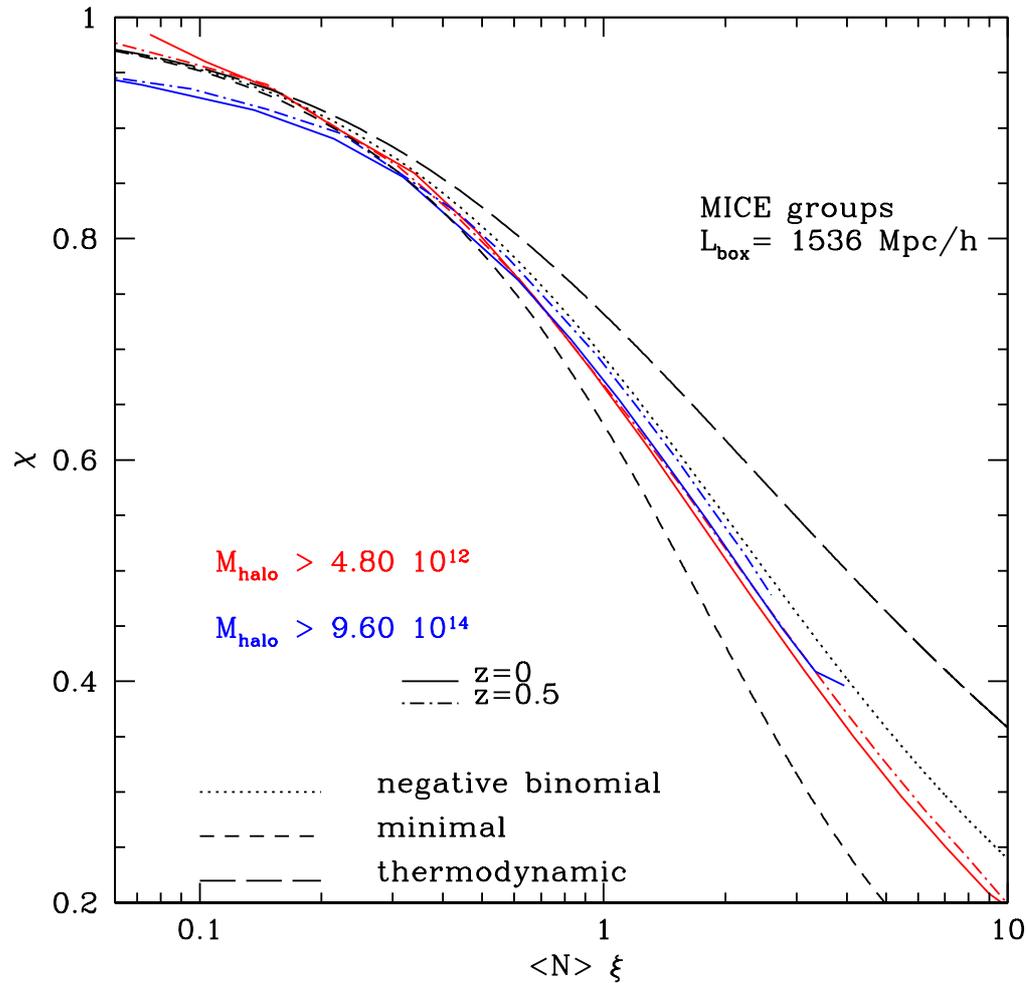


Figura A.7: Función probabilidad de vacío reducida en función de  $N\bar{\xi}$  para halos en la simulación MICE. Distintos tipos de líneas representan distintas salidas de la simulación: líneas sólidas para  $z=0.0$  y líneas de puntos y trazos para  $z=0.5$ . Los colores de las líneas corresponden a diferentes masas de los halos. Las líneas rojas indican  $\text{masa}_{\text{halo}} > 4.8 \times 10^{12} M_{\odot}$  y las líneas azules indican  $\text{masa}_{\text{halo}} > 9.6 \times 10^{14} M_{\odot}$ . Las líneas negras muestran las predicciones de los modelos de escala jerárquica.

Se presentan las conclusiones obtenidas del análisis de estadísticas de vacío en en el contexto de la tesis:

Las distribuciones de celdas que no contengan partículas en las simulaciones VLS varían significativamente con la densidad de la muestra. Este resultado indica que las distribuciones de densidad de partículas en celdas esféricas son fuertemente afectadas por el ruido estadístico, por lo tanto excluye la posibilidad de definir vacíos en base a distribuciones de densidad.

El análisis del ruido estadístico en las simulaciones VLS muestra que las probabilidades reducidas de vacío dependen de la densidad de la muestra. La inexistencia de una relación universal sugiere que los coeficientes  $S_j$  dependen de la escala.

Las predicciones para RVPF de los modelos jerárquicos de formación de estructuras son comparables a las obtenidas en la distribución de halos de las simulaciones MICE, además, las estadísticas obtenidas de los halos de los son comparables a las extraídas del catálogo 2dFGRS. Estos resultados validan la utilización de modelos jerárquicos para el análisis de la evolución de vacíos.

Las RVP obtenidas para muestras de halos con distinta masa son consistentes con las predicciones de modelos jerárquicos de formación de estructuras, y en consecuencia avalan la utilización de muestras de galaxias con distinta luminosidad para el estudio de vacíos.



# Bibliografía

- [1] Abazajian, K.; Adelman-McCarthy, J. K.; Agueros, M. A.; Allam, S. S.; Anderson, S. F.; Annis, J.; Bahcall, N. A.; Baldry, I. K.; Bastian, S.; Berlind, A.; y 179 coautores. 2003, AJ, 126, 2081.
- [2] Abazajian, K.; Adelman-McCarthy, J. K.; Agueros, M. A.; Allam, S. S.; Anderson, K. S. J.; Anderson, S. F.; Annis, J.; Bahcall, N. A.; Baldry, I. K.; Bastian, S. 2004, AJ, 128, 502.
- [3] Adelman-McCarthy, J. et al. 2007, ApJS, 172, 634.
- [4] Adelman-McCarthy, J. et al. 2008, ApJS, 175, 297.
- [5] Aikio J, Mahonen P., 1998, ApJ, 497, 593.
- [6] Antonuccio-Delogu; V., Bocciani, U; van Kampan, E.; Pagliaro, A.; Romeo, A; Colafrancesco, S.; Germana A. & Gamberra M. 2002, MNRAS, 332, 7.
- [7] Arbabi-Bidgoli S. & Muller V. 2002, MNRAS, 332, 205.
- [8] Bahcall, N.A., & Cen, R. 1992, ApJ, 398, 81.
- [9] Baldry, I. K.; Glazebrook, K.; Brinkmann, J.; Ivezić, Z.; Lupton, R. H.; Nichol, R. C.; Szalay, A. S. 2004, ApJ, 600, 681.
- [10] Baldry, I. K.; Balogh, M. L.; Bower, R. G.; Glazebrook, K.; Nichol, R. C.; Bamford, S. P.; Budavari, T., 2006, MNRAS, 373, 469.
- [11] Balian, R., Schaeffer, R. 1989, AAS, 226, 373.
- [12] Balogh, M.; Bower, R. G.; Smail, I.; Ziegler, B. L.; Davies, R. L.; Gaztelu, A.; Fritz, A. 2002, MNRAS, 337, 256.
- [13] Balogh, Michael L.; Baldry, Ivan K.; Nichol, Robert; Miller, Chris; Bower, Richard; Glazebrook, Karl, 2004, ApJ, 615, 101.

- 
- [14] Bardeen, J. M.; Bond, J. R.; Kaiser, N.; Szalay, A. S. 1986, ApJ, 304, 15.
- [15] Baugh, C. M.; Lacey, C. G.; Frenk, C. S.; Granato, G. L.; Silva, L.; Bressan, A.; Benson, A. J. & Cole, S. 2005, MNRAS, 356, 1191.
- [16] Benson A. J., Hoyle F., Torres F., Vogeley M. 2003, MNRAS, 340, 160.
- [17] Bernardeau, F.; Colombi, S.; Gaztañaga, E.; Scoccimarro, R. 2002, PhR, 367,1.
- [18] Bertschinger, E. 1985, ApJS, 58, 39.
- [19] Bingelli, B. *Large scale structure and motion in the universe*. Proceedings of the International Meeting, Trieste, 1989.
- [20] Blanton, M. R.; Eisenstein, D. J.; Hogg, D. W.; Schlegel, D. J. S.; Brinkmann, J.; Quintero, A. D.; Berlind, A.; Wherry, N. 2003, AAS, 203, 1450.
- [21] Bond, J. R.; Cole, S.; Efstathiou, G.; Kaiser, N. 1991, ApJ, 379, 440.
- [22] Bond, J. R.; Kofman, L.; Pogosyan, D. 1996, Nature, 380, 603.
- [23] Ceccarelli, L.; Valotto, C.A.; Lambas, D.G.; Padilla, N.D.; Giovanelli, R. & Haynes, M., 2005, ApJ, 622, 853.
- [24] Ceccarelli, L.; Padilla, N.; Valotto, C.; Lambas, D. G. 2006a, BAAA, 49, 259.
- [25] Ceccarelli L., Padilla N.D., Valotto C., Lambas D.G., 2006b, MNRAS, 373, 1440.
- [26] Ceccarelli, L.; Valotto, C.; Lambas, D. G.; Padilla, N. 2007. ASPC, 379, 287C
- [27] Ceccarelli, L.; Padilla, N.; Lambas, D. G. 2008, MNRAS Letters, 390, 9.
- [28] Ceccarelli, L.; Valotto, C.; Lambas, D. G.; Padilla, N. 2009. Enviado para su publicación en BAAA.
- [29] Centrella, J.; Melott, A. L. 1983, Nature, 305, 196.
- [30] Chincarini, G. L.; Giovanelli, R.; Haynes, M. P. 1983, ApJ, 269, 13.
- [31] Colberg J., Seth R., Diaferio A., Gao L. & Yoshida N. 2005 MNRAS, 360, 216.
-

- 
- [32] Cole, S., Lacey, C.G., Baugh, C.M., & Frenk, C.S., 2000, MNRAS, 319, 168.
- [33] Colless, M.; Dalton, G.; Maddox, S.; Sutherland, W.; Norberg, P.; Cole, S.; Bland-Hawthorn, J.; Bridges, T.; Cannon, R.; Collins, C.; y 19 coautores 2001, MNRAS, 328, 1039.
- [34] Colles M., et al. (2dFGRS Team), 2003. Cat 7226 0C.
- [35] Cooray, A.; Sheth, R. 2002, PhR, 372, 1, 1.
- [36] Couch, W. J.; Sharples, R. M. 1987, MNRAS, 229, 423.
- [37] Croft, R. A. C.; Dalton, G. B.; Efstathiou, G. 1999, MNRAS, 305, 547.
- [38] Croton, D. J.; Colless, M.; Gaztaaga, E.; Baugh, C. M.; Norberg, P.; Baldry, I. K.; Bland-Hawthorn, J.; Bridges, T.; Cannon, R.; Cole, S.; Collins, C.; Couch, W.; Dalton, G.; de Propris, R.; Driver, S. P.; Efstathiou, G.; Ellis, R. S.; Frenk, C. S.; Glazebrook, K.; Jackson, C.; Lahav, O.; Lewis, I.; Lumsden, S.; Maddox, S.; Madgwick, D.; Peacock, J. A.; Peterson, B. A.; Sutherland, W.; Taylor, K. 2004, MNRAS, 352, 828.
- [39] Croton, D. J.; Farrar, G. R.; Norberg, P.; Colless, M.; Peacock, J. A.; Baldry, I. K.; Baugh, C. M.; Bland-Hawthorn, J.; Bridges, T.; Cannon, R.; y 19 coautores. 2005, MNRAS, 356, 1155.
- [40] Curruthers P. & Minn D. V., 1983; Phys. Lett. B, 131, 116.
- [41] Curruthers P. & Shih C. C., 1983; Phys. Lett. B, 127, 242.
- [42] L. N. da Costa, P. S. Pellegrini, M. Davis, A. Meiksin, W. L. W. Sargent & J. L. Tonry 1991, ApJS, 75, 935.
- [43] L. Nicolaci da Costa, P. S. Pellegrini, W. L. W. Sargent, J. Tonry, M. Davis, A. Meiksin, David W. Latham, J. W. Menzies, & I. A. Coulson. 1988, ApJ, 327, 544.
- [44] Dekel, A.; Silk, J. 1986, ApJ, 303, 39.
- [45] Dekel, A., & Birnboim, Y., 2006, MNRAS, 368, 2.
- [46] de Lapparent, V.; Geller, M. J. & Huchra, P. J. 1986, ApJ, 302, 1.
- [47] Dressler, A. 1980, ApJ, 236, 351.
- [48] Dressler, A.; Thompson, I. B.; Shectman, S. A. 1985, ApJ, 288, 481.
-

- 
- [49] Dubinski, J; da Costa, L. N.; Goldwirth, D. S.; Lecar, M.; Piran, T. 1993, ApJ, 410, 458.
- [50] Einasto, J.; Einasto, M. & Gramman, M. 1989, MNRAS, 238, 155.
- [51] Einasto, M. 1991, MNRAS, 252, 261.
- [52] El-Ad H., & Piran, T., 1997, ApJ, 491, 421.
- [53] El-Ad H., & Piran, T., 2000, MNRAS, 313, 553.
- [54] Faber, S. M.; Burstein, D. 1988, lsmu.book, 115.
- [55] Elizalde E. & Gaztanaga, E. 1992, MNRAS, 254, 247.
- [56] Fry J. N. 1986 ApJ, 306, 358.
- [57] Fujimoto M., 1983, PASJ, 35, 159.
- [58] Fukugita, M.; Ichikawa, T.; Gunn, J.E.; Doi, M.,
- [59] Shimasaku, K. & Schneider, D. 1996, AJ, 111, 1748.
- [60] Gaite, J.; Manrubia, S. C. 2002, MNRAS, 335, 977.
- [61] Gaztanaga E. & Yokohama J. 1993, ApJ, 403, 450.
- [62] Gaztañaga, E; Fosalba, P. & Elizalde, E. 2000. ApJ, 569, 522.
- [63] Geller, M.J. & Huchra, J.P. 1989, Sci, 246, 897.
- [64] Ghigna, S.; Bonometto, S.A.; Retzlaff, J.; Gottloeber, S. & Murante, G. 1996, ApJ, 469, 40.
- [65] Giovanelli, R.; Haynes, M. P. 1985, AJ, 90, 2445
- [66] Goldberg D. M. & Vogeley M. S., 2004, ApJ, 605, 1.
- [67] Goldberg D. M.; Jones, T. D.; Hoyle, F.; Rojas, R. R.; Vogeley, M. S.; Blanton, M. R. 2005 ApJ, 621, 643.
- [68] Gómez, P. L.; Nichol, R. C.; Miller, C. J.; Balogh, M. L.; Goto, T.; Zabludoff, A. I.; Romer, A. K.; Bernardi, M.; Sheth, R.; Hopkins, A. M.; y 7 coautores 2003, ApJ, 584, 210.
- [69] Gottlöber S., Lokas, E.L., Klypin, A., & Hoffman, Y., 2003, MNRAS, 344, 715.
-

- 
- [70] Gregory S.A., Thompson, L.A., 1978, ApJ, 222, 784.
- [71] Gunn, J. E. & Gott, J. R. 1972. ApJ, 176, 1.
- [72] Gurbatov, S. N.; Saichev, A. I.; Shandarin, S. F. 1989, MNRAS, 236, 385.
- [73] Grogin, N. A.; Geller, M. J. 2000, AJ, 119, 32.
- [74] Hamilton, A. J. S. 1998, ASSL, 231, 185.
- [75] Hawkins, E., et al. (the 2dFGRS Team), 2003, MNRAS, 346, 78.
- [76] Hoffman, Y., & Shaham, J., 1982, ApJ, 262, L23.
- [77] Hoyle, F., Outram, P.J., Shanks, T., Boyle, B.J., Croom, S.M., & Smith, R.J., 2002, MNRAS, 332, 311.
- [78] Hoyle, F., & Vogeley, M.S., 2002, ApJ, 566, 641.
- [79] Hoyle F. & Vogeley M. S., 2004, ApJ, 607, 751.
- [80] Hoyle F., Vogeley M. S., Rojas R. 2005, AAS, 206, 1002.
- [81] Hoyle F., Rojas R., Vogeley M. S., Brinkmann J., 2005, ApJ, 620, 618.
- [82] Icke, V. 1984, MNRAS, 206, 1.
- [83] Joeveer, M.; Einasto, J.; Tago, E. 1978, MNRAS, 185, 357.
- [84] Kaiser, N. 1987, MNRAS, 227, 1.
- [85] Kannappan, S. 2004, ApJ, 611, L89.
- [86] Kauffmann G.; Fairall A. P., 1991, MNRAS, 248, 313.
- [87] Kirshner R. P.; Oemler, A. Jr.; Schechter P. L. & Shectman, S. A. 1987, ApJ, 314, 493.
- [88] Kirshner, R. P.; Oemler, A.; Schechter, P. L.; Shectman, S. A. 1981, ApJ, 248, 57.
- [89] Kofman, L.; Pogosian, D.; Shandarin, S. 1990, MNRAS, 242, 200.
- [90] Klauder, J. R. & Sudarshan, E. C. G. 1968, Fundamentals of Quantum Optics, (New York: Benjamin)
- [91] Kofman, Lev; Pogosyan, Dmitri; Shandarin, Sergei F.; Melott, Adrian L. 1992, ApJ, 393, 437.
-

- 
- [92] Lagos, C.; Cora, S. & Padilla, N., 2008 MNRAS, submitted.
- [93] Lindner, U.; Einasto, M.; Einasto, J.; Freudling, W.; Fricke, K.; Lipovetsky, V.; Pustilnik, S.; Izotov, Y.; Richter, G. 1996, AAS, 314, 1.
- [94] Loveday, J.; Maddox, S.J.; Efstathiou, G. & Peterson, B.A. 1995, ApJ, 442, 457.
- [95] Mathis H. & White S. M. 2002, MNRAS, 337, 1193.
- [96] Müller, V.; Arbabi-Bidgoli, S.; Einasto, J. & Tucker, D. 2000, MNRAS, 318, 280.
- [97] Novikov, D.; Colombi, S. Doré, O. 2006, MNRAS, 366, 1201.
- [98] Ostriker, J. P.; Petterson, J. A.; Silk, J. 1980. MNRAS, 191, p.571.
- [99] Otto S.; Politzer H. D.; Preskill J.; Wise M. B. 1986, ApJ, 304, 620
- [100] Padilla, N. D.; Ceccarelli, L.; Lambas, D. G. 2005, MNRAS, 363, 977.
- [101] Padilla, N. D.; Lambas, D. G. 1999, MNRAS, 310, 21.
- [102] Padilla, N.D.; Merchán, M.; Valotto, C.; Lambas, D.G. & Maia, M. 2001, ApJ.
- [103] Padilla, N.D. & Baugh, C.M., 2003, 343, 796.
- [104] Padilla, N.D. & Lambas, D.G., 2003a, MNRAS, 342, 532.
- [105] Padilla, N.D. & Lambas, D.G., 2003b, MNRAS, 342, 519.
- [106] Patiri, S. G.; Betancort-Rijo, J. E.; Prada, F. 2006, MNRAS, 368, 1132.
- [107] Patiri, S. G.; Betancort-Rijo, J. E.; Prada, F.; Klypin A. & Gottlober S. 2006, MNRAS, 369, 335.
- [108] Peebles, J. P. E. 1976. ApJ, 196, 647.
- [109] Peebles, J. P. E. 1980. *The Large Scale Structure of the Universe*, Princeton University Press.
- [110] Peebles, P.J.E. 1982, ApJ, 257, 438.
- [111] Peebles, P.J.E. 2001, ApJ, 557, 495.
- [112] Percival, W., et al. (the 2dFGRS Team), 2004, MNRAS Accepted, Astroph/0406513.
-

- 
- [113] Plionis, M. & Basilakos, S. 2002, MNRAS, 330, 399.
- [114] Postman, M.; Geller, M. J. 1984ApJ, 281, 95.
- [115] Praton, E.; Melott, A.; McKee, M. 1996, AAS, 188, 1205.
- [116] Praton, E. A.; Melott, A. L.; McKee, M. Q. 1997, ApJ, 479, 15.
- [117] Protogeros, Z. A. M.; Scherrer, R. J. 1997, MNRAS, 284, 425.
- [118] Regos, E.; Geller, M. J. 1991, ApJ, 377, 14.
- [119] Roberts, S.; Davies, J.; Sabatini, S.; van Driel, W.; O’Neil, K.; Baes, M.; Linder, S.; Smith, R.; Evans, R. 2004, MNRAS, 352, 478.
- [120] Rojas, R.; Vogeley, M. S.; Hoyle, F.; Brinkmann, J. 2004, ApJ, 617, 50.
- [121] Rojas, R.; Vogeley, M. S.; Hoyle, F.; Brinkmann, J. 2005, ApJ, 624, 571.
- [122] Ryden, B.S., 1995, ApJ, 452, 25.
- [123] Sabatini, S.; Davies, J.; Scaramella, R.; Smith, R.; Baes, M.; Linder, S. M.; Roberts, S.; Testa, V. 2003, MNRAS, 341, 981.
- [124] Sabatini, S.; Davies, J.; van Driel, W.; Baes, M.; Roberts, S.; Smith, R.; Linder, S.; O’Neil, K. 2005, MNRAS, 357, 819.
- [125] Sargent, W. L. W.; Turner, E. L. 1977, ApJ, 212, 3.
- [126] Saslaw, W. C.; Hamilton, A. J. S. 1984, 276, 13.
- [127] Schechter, P. L. 1980. AJ, 85, 801.
- [128] Sérsic, J. L., 1968, Atlas de galaxias australes, Observatorio Astronómico, Córdoba.
- [129] Shandarin, S. F.; Zeldovich, Ya. B. 1989, RvMP, 61, 185.
- [130] Shandarin J. F.; Sheth, J. V. & Sahni V. 2004, MNRAS, 343, 22.
- [131] Sheth R. & van de Weygaert R. 2004 MNRAS, 350, 517.
- [132] Silk, J. 1974. ApJ, 193, 525.
- [133] Silk, Joseph; Wyse, Rosemary F. G. 1993, PhR, 231, 93.
- [134] Spergel, D.N., et al. (the WMAP team). 2003, ApJS, 148, 175.
-

- 
- [135] Solevi, P.; Mainini, R.; Bonometto, S. A. 2004, astro.ph.12054.
- [136] Springel, V.; White, S. D. M.; Jenkins, A.; Frenk, C. S.; Yoshida, N.; Gao, L.; Navarro, J.; Thacker, R.; Croton, D.; Helly, J.; Peacock, J. A.; Cole, S.; Thomas, P.; Couchman, H.; Evrard, A.; Colberg, J.; Pearce, F. 2005, *Nature*, 435, 629.
- [137] Tully, R. B. & Fisher, J. R. 1977. *A&A*, 54, 661.
- [138] van de Weygaert, R., & Icke, V. 1989, *AAS*, 203, 1.
- [139] Strateva, I.; Ivezić, Z.; Knapp, G. R.; Narayanan, V. K.; Strauss, M. A.; Gunn, J. E.; Lupton, R. H.; Schlegel, D.; Bahcall, N. A.; Brinkmann, J.; y 19 coautores. 2001, *AJ*, 122, 1861.
- [140] van de Weygaert, R., & Icke, V. 1989, *AAS*, 203, 1.
- [141] van de Weygaert, R., 1991, *Voids and the Geometry of Large Scale Structure*. Ph.D. Thesis (University of Leiden, Leiden).
- [142] van de Weygaert, R. & van Kampen, E. 1993, *MNRAS*, 263, 481.
- [143] van de Weygaert, R., 2002, en *Modern Theoretical and Observational Cosmology*, ed. M. PLionis & S. Cotsakis (Kluwer Academic Publishers, Dordrecht), 276, 119.
- [144] van de Weygaert, R.; Sheth, R. & Platen, E. 2004, *Proceedings IAU Colloquium*, 195.
- [145] Verde, L., et al. (The 2dFGRS Team). 2002, *MNRAS*, 335, 432.
- [146] Vogeley M. S.; Geller M. J. & Huchra, J. P. 1991, *ApJ*, 382, 44.
- [147] Vogeley, M.S.; Geller, M.J.; Park, C. & Huchra, J.P. 1994, *AJ*, 108, 745.
- [148] White, S. D. M. 1979, *MNRAS*, 186, 145.
- [149] Yahil, A. 1985. *The Virgo Cluster of Galaxies*, 359. Ed: Richter, O. G. & Binggelli, B.
- [150] Zabludoff, A. I.; Mulchaey, J. S. 1998, *ApJ*, 496, 39.
- [151] Zel'Dovich, Ya. B. 1970. *Ap*, 6, 164.
-