
Acreción Anisotrópica de Galaxias en Cúmulos y sus Propiedades Astrofísicas

por

Lic. Carolina Inés Villalon

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

UNIVERSIDAD NACIONAL DE CÓRDOBA.

Diciembre, 2023

Director: Dr. Diego Garcia Lambas

Tribunal Especial

Titulares

Dr. Damián Mast (OAC, UNC)
Dr. Andrés Nicolás Ruiz (OAC, UNC)
Dra. Patricia Beatriz Tissera (PUC, Chile)

Suplentes

Dr. Héctor Julián Martínez (OAC, UNC)
Dra. Susana Elizabeth Pedrosa (IAFE)



A Panchito...
«¿Y la tesis, Carito?»

AGRADECIMIENTOS

Estas líneas van dedicadas a todas aquellas personas que de una forma u otra empujaron, acompañaron y pusieron su granito de arena en este trabajo que marca el fin de una larga etapa.

Ninguna cantidad de palabras de agradecimiento y gratitud serán suficientes para DGL. Gracias Diego por estar siempre al pie del cañón, por tu criterio científico, por tus ideas, por tu visión, por tu generosidad. Esta Tesis nunca hubiese ocurrido si no fuera gracias a vos.

A los miembros del Tribunal Especial, Dr. Damián Mast, Dr. Andrés Ruiz y Dra. Patricia Tissera por aceptar ser los evaluadores de este trabajo y por sus comentarios y sugerencias que ayudaron a mejorar la versión final de esta Tesis.

A mi familia por el apoyo constante, por entender porqué muchas veces no pude estar disponible, a mis padres, a mi hermana por las palabras de aliento y a mi abuelo por sostener la perseverancia con cada «*Y la tesis, Carito?*». Su deseo de que esta Tesis vea la luz del día tuvo mucho que ver con que finalmente ocurra.

Al Dioni, mi compañero y amor de mi vida, por ser mi sostén incondicional. Por los mates, las cervezas, las risas y los abrazos cuando las risas ya no llegaban, por tu ayuda, por tu amor, por tu compañía en los momentos más difíciles –y en los fáciles también–, por habernos encontrado en la vida.

A todas y cada una de las personas que integran el IATE y el OAC que alguna vez me dieron una mano. Al equipo de sistemas y la colaboración VVV NIRGC por el aguante en esta última etapa. A Darío, Heli, Marco por su ayuda, por empujarme y escucharme.

Finalmente, quisiera dejar un fuerte agradecimiento a la Universidad Nacional de Córdoba y la Facultad de Matemática, Astronomía, Física y Computación. Pude estudiar y obtener mi título de manera completamente gratuita en una de las instituciones más prestigiosas a nivel mundial y de una calidad altísima. Nunca debemos dar por sentado lo importante que es y lo difícil de encontrar en cualquier otra parte del mundo. ¡Universidad pública y gratuita siempre!

ÍNDICE GENERAL

Índice general	vii
Resumen	xi
Abstract	xiii
I INTRODUCCIÓN	1
II MARCO TEÓRICO	7
2. FORMACIÓN DE GALAXIAS	9
2.1. Marco cosmológico	9
2.2. Formación de estructuras	11
2.2.1. Condiciones iniciales y perturbaciones cosmológicas . .	11
2.2.2. Colapso gravitacional de las perturbaciones	12
2.2.3. Campo cósmico de densidad	13
2.3. Halos de materia oscura	14
2.4. Galaxias	17
2.4.1. Sistemas de galaxias	19
3. ACRECIÓN Y EVOLUCIÓN DE GALAXIAS EN SISTEMAS	27
3.1. Efectos ambientales	27
3.2. Mecanismos de transformación de galaxias en cúmulos	29
3.3. Cúmulos como trazadores de la materia oscura	32
3.4. Anisotropías y subestructuras	34
3.5. Historias de acreción	35

III ANÁLISIS Y RESULTADOS	39
4. DATOS Y SELECCIÓN DE MUESTRAS	41
4.1. Simulación Multidark Planck 2	42
4.2. Modelo semianalítico SAG	43
4.3. Identificación de sistemas	44
4.4. Características de la muestra	46
4.5. Metodología	49
4.5.1. Método de apilamiento: Stacking	49
4.5.2. Mapas del cielo	51
5. ANÁLISIS DE LA DISTRIBUCIÓN RADIAL Y ANGULAR DE GALAXIAS SEGÚN SUS PROPIEDADES ASTROFÍSICAS	55
5.1. Distribución de velocidades radiales en el espacio de fase . . .	55
5.2. La radialidad de la acreción según las propiedades astrofísicas	58
5.3. La distribución angular de las galaxias según sus propiedades astrofísicas	60
5.3.1. Descomposición en armónicos esféricos según HEALPix .	61
5.3.2. Distribución angular total de galaxias y espectro de potencias	62
5.3.3. Distribución angular de galaxias según sus propiedades astrofísicas y sus espectros de potencias	66
5.4. Discusión y conclusiones	69
6. PROPIEDADES ASTROFÍSICAS DE LAS GALAXIAS SEGÚN LAS DIRECCIONES DE ACRECIÓN EN RELACIÓN A LOS EJES PRINCIPALES DE INERCIA DEL SISTEMA	71
6.1. Tasa de formación estelar específica	72
6.2. Color $(g - r)^0$	76
6.3. Fracción de gas	79
6.4. Edad estelar media	83
6.5. Discusión y conclusiones	86
7. PROPIEDADES ASTROFÍSICAS SEGÚN LA ESFERICIDAD DEL SISTEMA	89
7.1. Distribución en número	90

7.2. Tasa de formación estelar específica	93
7.3. Color $(g - r)^0$	95
7.4. Fracción de gas	98
7.5. Edad estelar media	100
7.6. Discusión y conclusiones	103
8. PROPIEDADES ASTROFÍSICAS SEGÚN LA DENSIDAD DEL AMBIENTE	105
8.1. Distribución en número	106
8.2. Tasa de formación estelar específica	108
8.3. Color $(g - r)^0$	110
8.4. Fracción de gas	112
8.5. Edad estelar media	113
8.6. Discusión y conclusiones	114
9. PROPIEDADES ASTROFÍSICAS SEGÚN LA PREDOMINANCIA DE LA GALAXIA CENTRAL DOMINANTE DEL CÚMULO	117
9.1. Distribución en número	118
9.2. Tasa de formación estelar específica	120
9.3. Color $(g - r)^0$	123
9.4. Fracción de gas	124
9.5. Edad estelar media	126
9.6. Discusión y conclusiones	127
IV CONCLUSIONES	131
V APÉNDICES	139
A. MATERIAL COMPLEMENTARIO	141
A.1. Mapas complementarios de las propiedades astrofísicas	142
A.1.1. Mapas de las propiedades astrofísicas según la densidad del ambiente	142
A.1.2. Mapas de las propiedades astrofísicas según la predominancia de la central dominante del cúmulo	145

A.2. Correlación entre esfericidad, distancia al quinto vecino y diferencia de magnitudes	148
Índice de figuras	153
Índice de tablas	163
Bibliografía	165

RESUMEN

En el modelo de materia oscura fría con constante cosmológica (Λ CDM), las estructuras se forman de manera jerárquica mediante la acreción de subestructuras de menor masa. De esta manera, las galaxias sufren múltiples procesos físicos a causa de las interacciones a lo largo de su historia que modifican su naturaleza. Es importante entender cómo se distribuyen estas galaxias y sus propiedades para comprender los procesos de formación y evolución de las mismas.

A lo largo de esta Tesis, estudiamos las propiedades astrofísicas de las galaxias en cúmulos masivos a partir de la identificación de estas estructuras en la simulación MultiDark2 en conjunto con el modelo semianalítico SAG. Analizamos la distribución radial y angular de las galaxias según sus propiedades astrofísicas y la relación de las mismas según las direcciones de acreción con respecto a los ejes principales de inercia, la forma, el entorno y la predominancia de las galaxias centrales de las asociaciones identificadas.

Los resultados obtenidos nos permiten diferenciar las distribuciones espaciales de las galaxias según sus propiedades. Encontramos que los objetos en su primer acercamiento al cúmulo son mayormente azules, formadores de estrellas, con alto contenido de gas y con una población estelar joven. Más aún, encontramos que galaxias con distintas propiedades astrofísicas, muestran diferencias en el número de direcciones preferenciales de acreción.

Respecto al estudio según las direcciones principales de inercia, hallamos una fuerte correlación entre la distancia al eje mayor y las propiedades medias de las galaxias independientemente del signo de la velocidad radial. Encontramos, asimismo, relaciones entre las propiedades astrofísicas medias tanto con la esfericidad del sistema como con la densidad ambiente y la predominancia de la galaxia central.

El estudio llevado a cabo busca contribuir respecto a la naturaleza anisotrópica del proceso de acreción de galaxias en cúmulos. Aportamos resultados que permiten comprender las diferencias en distribución y propiedades de las galaxias y respecto a la acreción en cúmulos con diferentes características, e invitan a continuar analizando en detalle estos procesos evolutivos.

Palabras clave:

Acreción; Infall; Cúmulos de Galaxias; Galaxias Satélites; Simulaciones Numéricas.

Clasificación:

Formation & evolution of stars & galaxies

Galaxies

Galaxy Clusters

Astrophysical & cosmological simulations

ABSTRACT

In the cold dark matter model with cosmological constant (Λ CDM), structures form in a hierarchical manner through the accretion of lower mass substructures. As a consequence, galaxies undergo multiple physical processes due to interactions throughout their history that modify their nature. It is important to understand how these galaxies and their properties are distributed in order to understand their formation and evolution.

Throughout this Thesis, we study the astrophysical properties of galaxies in massive clusters identified in the MultiDark2 simulation in conjunction with the semianalytical model SAG. We analyze the radial and angular distribution of galaxies according to their astrophysical properties and their relationship according to the accretion directions with respect to the principal axes of inertia, shape, environment and the predominance of the central galaxies of the identified associations.

The results we obtained allow us to differentiate the spatial distributions of galaxies according to their properties. We find that objects in their first approach to the cluster are mostly blue, star-forming, with high gas content and with a young stellar population. Furthermore, we find that galaxies with different astrophysical properties show differences in the number of preferential directions of accretion.

Regarding the study according to the main directions of inertia, we found a strong correlation between the distance to the major axis and the mean properties of the galaxies regardless of the sign of the radial velocity. We also found correlation between the average astrophysical properties both with the sphericity of the system as well as with the density of the environment and the predominance of the central galaxy.

The study we carried out seeks to contribute on the anisotropic nature of the accretion process of galaxies in clusters. We provide results that help us understand the differences in the distribution and properties of galaxies and with respect to the accretion in clusters with different characteristics. These results invite us to continue analyzing these evolutionary processes in detail.

Keywords:

Accretion; Infall; Galaxy Clusters; Satellite Galaxies; Numerical Simulations.

Classification:

Formation & evolution of stars & galaxies

Galaxies

Galaxy Clusters

Astrophysical & cosmological simulations

Parte I

INTRODUCCIÓN

INTRODUCCIÓN

En el escenario de formación de estructuras de manera jerárquica, las galaxias y sus halos de materia oscura asociados no se distribuyen de manera aleatoria, sino que están organizadas en una red compleja de *filamentos* y *paredes* que rodean grandes regiones vacías, también conocidas como *vacíos cósmicos*. De esta manera, las galaxias residen en entornos muy diferentes y en regiones de mayor densidad deben afrontar interacciones de manera frecuente entre ellas. Por este motivo es que no podemos considerar y estudiar cada galaxia como si fueran universos aislados, sino más bien como sistemas que están bajo la constante influencia de las interacciones gravitacionales con otros sistemas. Estas interacciones pueden tener un gran impacto en las morfologías y las historias de formación estelar, motivo por el cual su estudio conforma una pieza fundamental para comprender la formación y evolución de galaxias.

Diversos estudios han mostrado que las propiedades de las galaxias están correlacionadas con su entorno: se encuentran altas fracciones de galaxias clasificadas morfológicamente como tempranas en entornos más densos, las cuales presentan colores más rojos, menor contenido de gas y menores tasas de formación estelar específica en promedio (ver por ejemplo Dressler, 1980). Esta dependencia con el entorno nos da indicios claros de la transformación que sufren las galaxias al entrar a estos ambientes densos. Los cúmulos de galaxias son las estructuras virializadas más grandes en el Universo con masas de $10^{14} - 10^{15} M_{\odot}$, dispersiones de velocidad del orden de 1.000 km/s y conforman los entornos con la densidad más alta de galaxias. Por lo tanto, las interacciones son frecuentes y múltiples procesos entran en acción cuando una galaxia ingresa a su interior. Algunos de estos mecanismos incluyen la presión de arrastre (*ram pressure stripping*) (Gunn y Gott, 1972; Abadi et al., 1999; Jáchym et al., 2007; Smith et al., 2010), fuerzas tidales (Mayer et al., 2006), encuentros frecuentes a altas velocidades dentro del cúmulo (*harassment*) (Moore et al., 1996a; Smith et al., 2010), la pérdida del gas al medio intracúmulo (*strangulation*) (Larson et al., 1980; Balogh et al., 2000), las fusiones (*mergers*) (Toomre y Toomre, 1972; Cox et al., 2006) y diversos mecanismos internos tales como el calentamiento por *shocks* (Birnboim y Dekel, 2003; Dekel y

Birnboim, 2006) y por núcleos activos (Croton et al., 2006; McNamara et al., 2006). La combinación de estos efectos llevan a que las galaxias en cúmulos sean típicamente más “rojas y muertas” que las galaxias de campo (Dressler, 1980; Balogh et al., 2004; Hogg et al., 2004).

Es relevante mencionar además que la distribución de galaxias satélites en un halo es anisotrópica ya que los satélites tienden a estar alineados con el eje mayor de la galaxia central (Yang et al., 2006; Wang et al., 2008; Huang et al., 2016) y con el del halo principal (Paz et al., 2011). Teniendo en cuenta estos antecedentes y la relevancia de los efectos de las interacciones en la historia y evolución de las galaxias, es que resulta interesante el estudio de la acreción de estos objetos en cúmulos. Entender las anisotropías del proceso de *infall* es lo que motiva el desarrollo de esta Tesis y elegimos hacerlo a partir del análisis de la distribución radial y angular de las galaxias y de las diferencias en sus propiedades medias en relación con diferentes características de los cúmulos.

La presente Tesis se divide en cinco partes. En esta primera parte presentamos una breve introducción a la temática general, algunas de las motivaciones que impulsaron este trabajo y un resumen de la organización de esta Tesis.

En la segunda parte incluimos el marco teórico necesario para comprender el desarrollo de este trabajo. El Capítulo 2 describe los procesos más relevantes en la formación de estructuras y galaxias y el Capítulo 3 hace hincapié en la acreción de galaxias en cúmulos, con especial énfasis en los efectos de las interacciones y la relevancia del estudio de estos satélites revisando trabajos previos de otros autores.

En la tercera parte ya nos centraremos en nuestro análisis y resultados. En el Capítulo 4 presentaremos el conjunto de datos que utilizaremos a lo largo de todo el trabajo y sus características. Específicamente, describiremos la simulación numérica y el modelo semianalítico de formación de galaxias usados para identificar sistemas de halos principales y satélites y las galaxias que en ellos viven. Más aún, explicaremos la metodología y las herramientas que permitirán el desarrollo de todo el análisis.

A continuación, en el Capítulo 5 estudiamos la distribución total de galaxias en el espacio de fase velocidad radial – distancia y según propiedades astrofísicas tales como la tasa de formación estelar específica, color, fracción de gas y edad estelar media, de manera tal de identificar potenciales anisotropías en el proceso de acreción. Para complementar y generalizar el análisis de la *radialidad*, evaluamos la distribución angular de galaxias en coordenadas esféricas centradas en el halo principal y proyectadas en el *cielo* según la distancia al centro y el signo de la velocidad radial a partir de mapas HEALPix y la posterior cuantificación haciendo uso de sus espectros de potencias.

Dedicamos los siguientes capítulos al estudio de las propiedades astrofísicas

medias de las galaxias según las características del cúmulo principal en función de la distancia al centro y del signo de la velocidad radial. En el Capítulo 6 analizamos cómo se distribuyen estas propiedades en el *cielo* en relación con las posiciones de los ejes principales de inercia del sistema, mientras que en el Capítulo 7 evaluamos si la esfericidad del sistema correlaciona en algún modo con las propiedades de las galaxias que atrae y expulsa. A lo largo del Capítulo 8 consideramos cúmulos ubicados en diferentes ambientes y las potenciales diferencias en la población de galaxias, en tanto que en el Capítulo 9 nos concentramos en seleccionar cúmulos según la presencia de una o más de una galaxia central dominante de manera tal de estudiar la dependencia de las propiedades en relación con esta característica.

Destinamos la cuarta parte a las conclusiones generales de esta Tesis y finalmente presentamos en la quinta parte material complementario interesante para comprender con mayor detalle nuestro análisis.

Parte II
MARCO TEÓRICO

2

FORMACIÓN DE GALAXIAS

La formación y evolución de galaxias son procesos altamente complejos debido a la cantidad de mecanismos físicos y la amplitud de los órdenes de magnitud involucrados. Debemos tener en cuenta que las escalas de tamaños físicos deben cubrir desde la escala del Universo como un todo hasta la escala de las estrellas individuales, abarcando así aproximadamente 23 órdenes de magnitud. Por otra parte, si hablamos de escalas temporales, debemos considerar al menos 4 órdenes de magnitud, los cuales separan la edad del Universo de la vida media de una estrella masiva.

Podemos pensar a la formación y evolución de galaxias como una aplicación de la física conocida sobre ciertas condiciones iniciales y de contorno. Es por esto, que en este capítulo centraremos nuestra atención en los aspectos cosmológicos del Universo, a las condiciones iniciales y la evolución de las perturbaciones primordiales, como así también a los procesos físicos que contribuyen a la formación de galaxias y su evolución.

2.1 MARCO COSMOLÓGICO

El estudio de la formación de galaxias debe estar inmerso en un escenario cosmológico que establezca las propiedades del espacio – tiempo en grandes escalas. El *Principio Cosmológico* asume un Universo homogéneo e isotrópico en grandes escalas y junto con la *Teoría de la Relatividad General* de Einstein, que establece que la estructura del espacio – tiempo está dada por la distribución de masa, constituyen la base de la cosmología moderna. A partir de este Principio se desprende el hecho de que existe una superficie tridimensional en el espacio – tiempo, en la cual las propiedades localmente definidas (como la densidad, temperatura, tasa de expansión), son uniformes y evolucionan de acuerdo a un *tiempo cósmico universal*. Podemos describir un Universo con esas

propiedades a través de la *Métrica de Robertson – Walker*:

$$\begin{aligned} ds^2 &= c^2 dt^2 - dl^2 \\ &= c^2 dt^2 - a^2(t) \left[\frac{dr^2}{1 - Kr^2} + r^2(d\theta^2 + \sin^2 \theta d\varphi^2) \right] \end{aligned} \quad (2.1)$$

donde $a(t)$ es el factor de escala dependiente del tiempo, el cual relaciona las coordenadas de un observador fundamental con las distancias físicas reales y su dependencia temporal será determinada por la ecuación de estado correspondiente al contenido de materia del Universo; K define la curvatura y dl^2 es el elemento de línea de las hipersuperficies mencionadas arriba (Weinberg, 1972). Es importante destacar que esta métrica está completamente determinada por el factor de escala y la curvatura.

La pregunta que quisiéramos poder contestar ahora es, ¿cómo determinamos la dependencia temporal del factor de escala y el valor de la curvatura para un Universo homogéneo e isotrópico con un contenido arbitrario de materia y energía? De la *Teoría de la Relatividad General* sabemos que la geometría del espacio – tiempo está determinada a partir de la distribución de materia del Universo por medio de las *Ecuaciones de Campo de Einstein*:

$$\begin{aligned} G_{\mu\nu} &= \frac{8\pi G}{c^4} T_{\mu\nu} \\ R_{\mu\nu} - \frac{1}{2} g_{\mu\nu} R - g_{\mu\nu} \Lambda &= \frac{8\pi G}{c^4} T_{\mu\nu} \end{aligned} \quad (2.2)$$

donde $R_{\mu\nu}$ es el tensor de Ricci que describe la curvatura local del espacio – tiempo, R es el escalar de curvatura, $g_{\mu\nu}$ es la métrica, $T^{\mu\nu}$ el tensor de energía – momento del contenido del Universo y Λ la constante cosmológica.

Para un Universo homogéneo e isotrópico, la métrica $g_{\mu\nu}$ está dada por la métrica de *Robertson – Walker* de la Ecuación 2.1, con lo cual la forma del tensor de Ricci puede escribirse en función del factor de escala y la curvatura. Si suponemos que el Universo está compuesto por un fluido perfecto uniforme y añadimos la condición de un Universo homogéneo e isotrópico, el tensor de energía – momento resulta simplemente: $T^{\mu}_{\nu} = \text{diag}(\rho c^2, -P, -P, -P)$. Utilizando todas estas restricciones, obtenemos la *ecuación de Friedmann* que rige la evolución temporal del factor de escala:

$$\left(\frac{\dot{a}}{a} \right)^2 = \frac{8\pi G}{3} \rho - \frac{Kc^2}{a^2} + \frac{\Lambda c^2}{3} \quad (2.3)$$

Una cosmología que obedece esta ecuación es denominada una *Cosmología FRW* o *Cosmología Friedmann – Robertson – Walker*.

Además de especificar la geometría del Universo, la cosmología tiene el potencial de predecir el contenido de materia. En la actualidad, las cosmologías populares consideran tres componentes principales: la materia bariónica, la materia oscura y la energía oscura. El modelo mayormente aceptado es el de un Universo Λ CDM (por sus siglas en inglés *Cold Dark Matter* o materia oscura fría) compuesto por un $\sim 4\%$ de materia bariónica, un $\sim 26\%$ de materia oscura y un $\sim 70\%$ de energía oscura.

2.2 FORMACIÓN DE ESTRUCTURAS

2.2.1 Condiciones iniciales y perturbaciones cosmológicas

Si bien mencionamos la validez del *Principio Cosmológico*, cabe aclarar que la distribución de materia en el Universo no es exactamente homogénea ni isotrópica, de lo contrario no sería posible formar estructuras. Para poder explicar la presencia de las estructuras observadas, es necesario que existan desviaciones de la uniformidad perfecta. Sin embargo, la cosmología estándar no provee una explicación para el origen de estas perturbaciones y este es tan solo uno de los problemas conceptuales que surgen de su aplicación a tiempos tempranos cuando el Universo era suficientemente denso como para que los efectos cuánticos sean relevantes.

Una de las consecuencias de extender la cosmología de manera tal de incluir procesos cuánticos es la generación de perturbaciones cuánticas a tiempos tempranos. Estas perturbaciones serían las responsables de la formación de estructuras en el Universo tal como lo conocemos.

Entre las extensiones de la cosmología estándar, una de las más exitosas es la *teoría inflacionaria*, la cual establece que el Universo atravesó una fase de expansión exponencial rápida llamada *inflación* causada por la energía de vacío de uno o más campos cuánticos. Estos modelos inflacionarios predicen que las fluctuaciones cuánticas podrían producir perturbaciones en densidad causales, Gaussianas e independientes de la escala, consistentes con la estructura en gran escala observada, aportando así una explicación posible para las perturbaciones iniciales. No obstante, es importante mencionar que muchos de los procesos del Universo temprano aún no son comprendidos en su totalidad y por ende las condiciones iniciales usualmente se especifican a través de parámetros restringidos a partir de datos observacionales tales como el patrón de fluctuaciones en el *Fondo Cósmico de Microondas* o la abundancia de cúmulos de galaxias.

2.2.2 Colapso gravitacional de las perturbaciones

Habiendo especificado las condiciones iniciales, podemos estudiar cómo crecerán con el tiempo las perturbaciones en el campo de densidad. El proceso de *Inestabilidad Gravitacional* juega un rol fundamental causando que las regiones más densas que la densidad media del Universo atraigan materia provocando su crecimiento, mientras se aleja de las regiones subdensas, resultando en una amplificación de las perturbaciones. Sin embargo, existe una amortiguación en la acreción de materia debida a la expansión del Universo y por ende la tasa de crecimiento en general es una ley de potencias en función del tiempo $\delta\rho/\rho \propto t^\alpha$, $\alpha > 0$.

Durante el *Régimen Lineal* ($\delta\rho/\rho \ll 1$), las regiones sobredensas crecen en tamaño físico a lo largo del tiempo debido a la expansión del Universo. Una vez que llegan a su punto de retorno o *turn-around*, es decir cuando la perturbación alcanza densidades del orden de ($\delta\rho/\rho \sim 1$), comienza a colapsar. Este punto marca la transición entre el régimen levemente lineal y el régimen altamente no lineal.

Muchos objetos en el Universo, incluyendo galaxias y cúmulos de galaxias, tienen densidades que son órdenes de magnitudes mayores que la densidad media del Universo. Estos objetos, por lo tanto, están en un *régimen altamente no lineal*, donde $\delta \gg 1$. En general, el tratamiento de la dinámica gravitatoria no lineal es difícil de abordar analíticamente y no es posible predecir las propiedades estructurales y dinámicas de un objeto virializado, incluso si sus condiciones iniciales son conocidas.

El colapso gravitatorio no lineal dependerá de la materia presente en la perturbación. Si consiste de *gas bariónico*, el colapso genera *shocks* y si el enfriamiento radiativo es ineficiente, el sistema se relaja hasta llegar al equilibrio hidrostático, balanceando su autogravedad con gradientes de presión. Por otra parte, si la perturbación contiene *materia no colisional*, no se producirán *shocks*, aunque el sistema sí se relajará a un estado de cuasi-equilibrio con una estructura prácticamente universal. De aquí en adelante, llamaremos a estos objetos *Halos de Materia Oscura*. En un Universo CDM cada perturbación contiene tanto gas bariónico como materia oscura, con lo cual, cuando colapsa, la materia oscura formará un halo, mientras que el gas generará *shocks* hasta alcanzar la temperatura virial y eventualmente podría llegar al equilibrio hidrostático en el pozo de potencial del halo de materia oscura si el enfriamiento es suficientemente lento.

2.2.3 Campo cósmico de densidad

La evolución de las pequeñas perturbaciones, da lugar a la formación de un *campo cósmico de densidad*, también conocido como *cosmic web*, que consiste de galaxias y sistemas de galaxias desde los grupos más pequeños hasta los supercúmulos más ricos (las zonas de más alta densidad en el Universo) separados por vacíos (las grandes regiones subdensas), cada cual con procesos evolutivos muy diferentes desde el punto de vista dinámico. Como podemos intuir, en esta red cósmica, los halos de materia oscura no son objetos aislados sino que interactúan con otros sistemas. En particular, y como parte de su evolución, crecen en masa y tamaño, ya sea por la acreción de material en la vecindad o por la acreción de otros halos. Es decir, que crecen jerárquicamente, de manera tal que halos mayores están formados por la fusión de progenitores menores. En este paradigma de *clustering jerárquico*, los satélites orbitando halos de materia oscura experimentan fuerzas tidales que pueden llegar a ser tan extremas como para producir la pérdida tanto de materia oscura, como de gas y estrellas, lo que se conoce como *tidal stripping*.

Diversos procesos físicos ocurren con relación al gas. Entre ellos, uno de los más importantes es el *Enfriamiento Radiativo*, que dependerá de la densidad, temperatura del gas y de la composición química. En halos masivos con altas temperaturas viriales ($T_{\text{vir}} \gtrsim 10^7 \text{K}$), el gas está completamente ionizado y se enfría principalmente a través de la emisión *bremsstrahlung*. En un rango de temperaturas intermedio ($10^4 \text{K} < T_{\text{vir}} < 10^6 \text{K}$), los electrones pueden recombinarse con iones emitiendo un fotón, o los átomos pueden ser excitados mediante la colisión con otra partícula, decayendo radiativamente (*enfriamiento atómico*). Para temperaturas aún menores ($T_{\text{vir}} < 10^4 \text{K}$), el gas es casi completamente neutro, con lo cual los procesos de enfriamiento mencionados arriba son suprimidos. Sólo es posible el enfriamiento si existen moléculas y/o elementos pesados mediante excitación de líneas de estructura fina o líneas rotacionales y/o vibracionales (*enfriamiento molecular*). Dado que la mayoría de los procesos mencionados requieren la interacción de partículas, el enfriamiento es generalmente más eficiente en regiones más densas.

A medida que el gas en un halo de materia oscura de enfría y cae hacia el centro, su autogravedad eventualmente resultará más fuerte que la gravedad del halo, generando un colapso y como consecuencia, un incremento de la densidad y la temperatura del gas. La nube de gas puede fragmentarse en pequeños núcleos de alta densidad que eventualmente podrán formar estrellas. Según las observaciones, dos modos de formación estelar conviven en nuestro Universo: formación inactiva o quiescente y *starbursts*, siendo estos últimos desencadenados por eventos de fuertes interacciones dinámicas o inestabilidades y caracterizados por altas tasas de formación estelar.

2.3 HALOS DE MATERIA OSCURA

Los halos de materia oscura son las unidades fundamentales no-lineales de la estructura cósmica y por lo tanto su estudio es de alta importancia, especialmente para el campo de la cosmología. Entender sus propiedades básicas es un paso importante para poner a prueba el paradigma Λ CDM y para explorar cómo las galaxias se forman. Más aún, son las estructuras fundamentales para la detección de materia oscura, ya sea a partir de experimentos para la detección directa de partículas dentro de nuestro propio halo Galáctico o con experimentos de detección indirecta que apuntan a medir la radiación por desintegración o aniquilación de estas partículas, proceso que está fuertemente afectado por la estructura de estos objetos.

Es sabido que las galaxias residen en halos extendidos de materia oscura. De acuerdo al paradigma actual y tal como venimos contando en los párrafos previos, estos halos de materia oscura se forman a partir de inestabilidades gravitatorias. Las estructuras más pequeñas son las primeras en volverse no-lineales, es decir que son las primeras en desacoplarse de la expansión del Universo, colapsar y llegar a un estado de cuasi-equilibrio virial. Las estructuras más grandes se forman posteriormente a través de fusiones de halos pre-existentes y de la acreción de materia oscura difusa que no forma parte de otros objetos. De esta manera, los halos se forman típicamente desde el interior hacia afuera con un núcleo fuertemente ligado que ha colapsado inicialmente y material que gradualmente se agrega en órbitas menos ligadas. Este modo de formación es usualmente conocido como *jerárquico* o *bottom-up* (de abajo hacia arriba).

Este proceso ha sido estudiado a partir de simulaciones numéricas cosmológicas que siguen la evolución de las perturbaciones desde las condiciones iniciales hasta la formación de estructuras en un cubo de cierto tamaño. Presentamos en la Figura 2.1 cuatro imágenes obtenidas a partir de la simulación Millennium II (Boylan-Kolchin et al., 2009) de un cubo de $40 h^{-1}$ Mpc de lado a *redshifts* 6, 2, 1 y 0 (presente). Podemos observar cómo las perturbaciones colapsan para formar pequeños halos que a tiempos posteriores se fusionan dando lugar a un único halo virializado de materia oscura en el centro con forma elipsoidal, el cual presenta además subestructura en forma de subhalos.

En base a lo explicado hasta aquí, podemos ver que las fusiones son una componente importante del crecimiento jerárquico de halos. Esta historia de formación puede ser descripta por un *Árbol de Fusiones*, el cual traza la historia de todos los progenitores de un halo de materia oscura, tal como se muestra en la Figura 2.2. Estos árboles de fusiones, o *merger trees* por su nombre en inglés, juegan un rol fundamental en el estudio moderno de la formación de galaxias. Sin embargo, debemos destacar que figuras como la 2.2 pueden ser engañosas

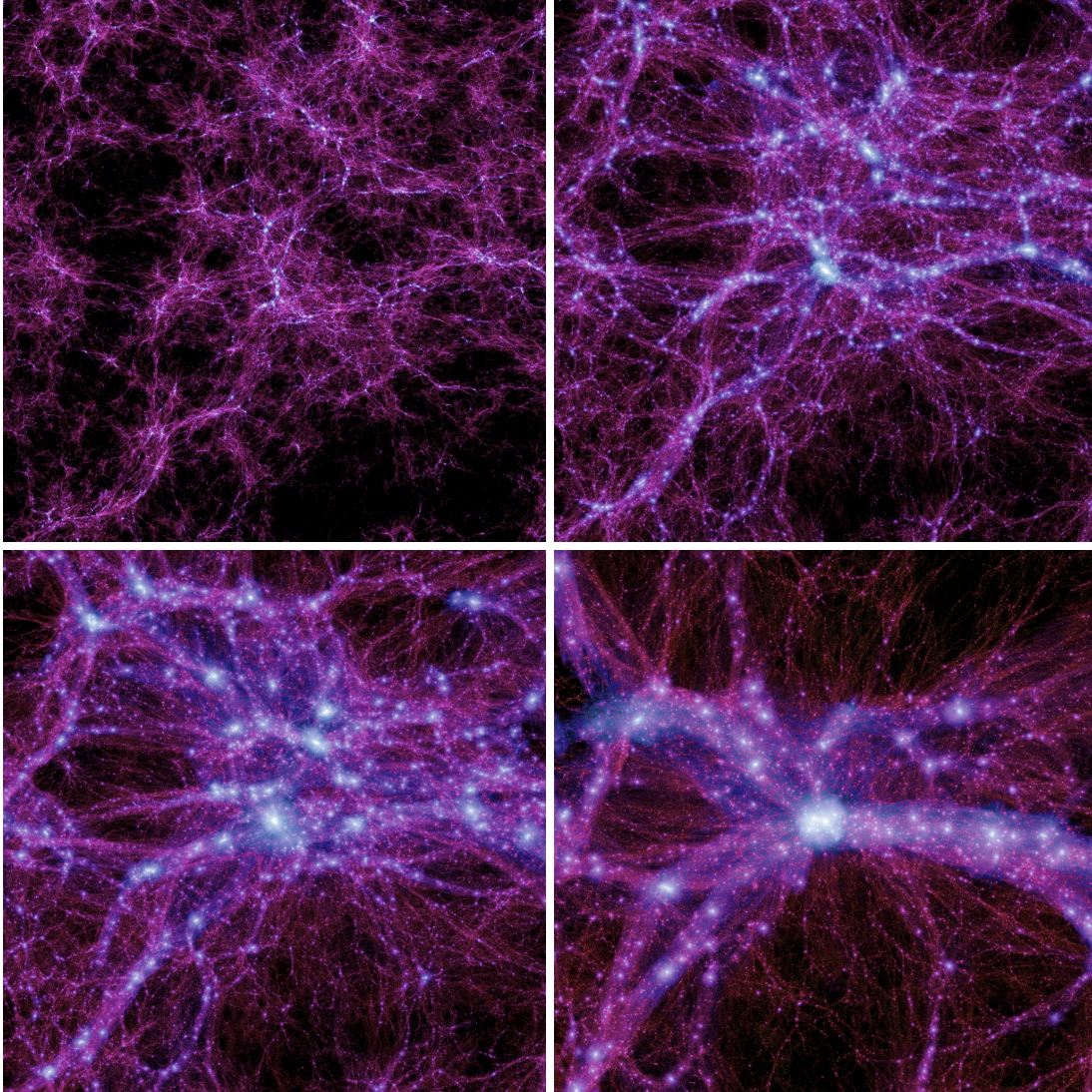


Figura 2.1: Crecimiento de un halo masivo en la simulación Millennium II en un cubo de $40 h^{-1}$ Mpc de lado a *redshifts* 6, 2, 1 y 0 (Boylan-Kolchin et al., 2009).

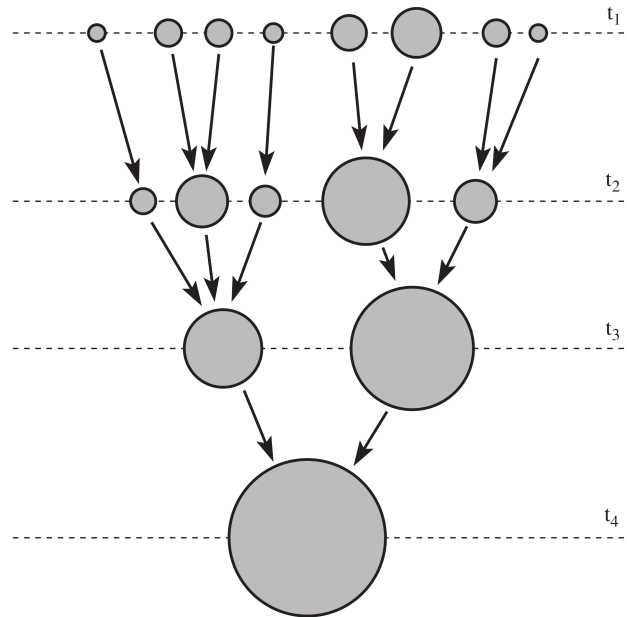


Figura 2.2: Árbol de fusiones o *merger tree* esquemático, ilustrando la historia de fusiones de un halo de materia oscura. Muestra los halos progenitores en tres épocas diferentes que a tiempo t_4 se fusionaron para formar un único halo. El tamaño de cada círculo representa la masa del halo (Mo et al., 2010).

ya que en los modelos de materia oscura fría, parte del crecimiento de un halo masivo es debido a las fusiones con halos mucho menores, las cuales pueden pensarse como una acreción suave de manera aproximada. Por otra parte, cuando dos halos de masas similares se fusionan, el proceso de relajación violenta transforma rápidamente la energía orbital de los progenitores en energía interna de ligamiento del remanente. El gas caliente asociado a los progenitores se calienta a causa de los shocks generados durante la fusión hasta que se relaja nuevamente en equilibrio hidrostático en el nuevo halo. Si los halos progenitores contenían galaxias centrales, estas también se fusionarán como parte del proceso produciendo así una nueva galaxia central en el sistema final. Este tipo de fusiones pueden estar acompañados por una formación estelar intensa o actividad del núcleo activo si las galaxias contenían una cantidad de gas importante. Por el contrario, si dos halos que se fusionan tienen masas muy diferentes, los procesos dinámicos son mucho menos violentos. El sistema menor orbitará dentro del halo principal por un período de tiempo extendido durante el cual dos procesos competirán para determinar la configuración final del sistema. La fricción dinámica transferirá energía de su órbita al halo principal, causando que el halo menor caiga hacia el centro describiendo un espiral, al mismo tiempo que los efectos tidales remueven masa de las regiones más externas pudiendo disolverlo por completo. La fricción dinámica es más

efectiva para satélites más masivos, pero si el cociente de masas iniciales es suficientemente grande, el halo menor y cualquier galaxia asociada con el mismo, pueden mantener su identidad por un largo tiempo. Este es el proceso mediante el cual pueden formarse cúmulos de galaxias: un cúmulo podría ser considerado como un halo de materia oscura masivo que alberga una galaxia central relativamente masiva cerca de su centro y muchos satélites que aún no se han disuelto ni fusionado con la galaxia central. Discutiremos en más detalle las características de estos sistemas en la Sección 2.4.1.

2.4 GALAXIAS

Las galaxias conforman uno de los componentes básicos del Universo. No sólo son las estructuras en las cuales se forman estrellas y metales, sino que además son objetos que nos permiten estudiar la geometría del espacio – tiempo. No obstante, la astronomía extragaláctica es una ciencia relativamente nueva pues no fue sino hasta la década de 1920, con la identificación de estrellas variables Cefeidas en la *Nebulosa de Andrómeda* llevada a cabo por Edwin Hubble, que la mayoría de los astrónomos se convencieron de que esos objetos “nebulosos” previamente catalogados eran en verdad *Galaxias*. En estos 100 años, se han hecho numerosos avances: se ha relevado la población local de galaxias con gran detalle y cubriendo un amplio rango de longitudes de onda, se han construido catálogos en *redshift* con cientos de miles de galaxias para indagar respecto a la estructura en gran escala del Universo e incluso se ha llegado a estudiar la población de galaxias a alto *redshift*, cuando el Universo sólo tenía una pequeña fracción de su edad actual.

Las galaxias están conformadas por estrellas, planetas, materia oscura y grandes nubes de gas y polvo unidos por la gravedad. A partir de la inspección de la población de galaxias, podemos observar que algunas poseen perfiles de luminosidad suaves con isofotas elípticas, mientras que otras presentan brazos espirales en conjunto con un bulbo central elíptico o incluso morfologías irregulares y peculiares. Basado en estas características, Hubble diseñó una secuencia morfológica conocida como el *esquema o secuencia de Hubble* o *diagrama diapason*. Esta clasificación ordena las galaxias en cuatro clases principales que describimos a continuación y pueden observarse en la Figura 2.3:

- (I) *Galaxias Elípticas*: Poseen isofotas suaves y prácticamente elípticas. Se dividen en subtipos E_0, E_1, \dots, E_7 , donde el entero indica su grado de elipticidad ($n = 10 * \text{round}(1 - b/a)$, siendo a y b son los semiejes mayor y menor de la galaxia, respectivamente).
- (II) *Galaxias Espirales*: Estas galaxias poseen discos finos con estructuras en forma de brazos espirales. Se subdividen entre *espirales barradas* y *espirales*

normales de acuerdo a la presencia o no de una barra en la zona central de la galaxia. A su vez, se subdividen en tres clases *a*, *b* y *c* de acuerdo a la fracción de luz en el bulbo central, la concentración de los brazos espirales y el grado de resolución de los brazos espirales en estrellas, regiones HII y polvo. Estos tres criterios están correlacionados: las espirales con un bulbo pronunciado también suelen tener brazos espirales muy enrollados con regiones HII relativamente débiles y se clasifican como *Sa*. Por otro lado, las espirales con bulbos débiles o ausentes suelen tener brazos abiertos y regiones HII brillantes y se clasifican como *Sc*. Cuando los tres criterios dan indicaciones contradictorias, Hubble pone mayor énfasis en la apertura de los brazos espirales.

- (III) *Galaxias Lenticulares o S0*: Estos objetos comprenden una clase intermedia entre las elípticas y las espirales. Al igual que las galaxias elípticas, las lenticulares presentan una distribución de luminosidad sin brazos espirales o regiones HII. Sin embargo, al igual que las espirales, poseen un disco fino y un bulbo, aunque el bulbo es más dominante que en el caso de las espirales. Estas galaxias podrían tener una barra central, en cuyo caso se clasificarán como *SB0*.
- (IV) *Galaxias Irregulares*: Estos objetos no tienen ni un bulbo dominante ni un disco rotacionalmente simétrico. No muestran ninguna simetría obvia y su apariencia es irregular, dominada por algunas pocas regiones HII.

Tanto las galaxias elípticas como las lenticulares son consideradas como *galaxias de tipo temprano*, mientras que las espirales e irregulares son *de tipo tardío*.

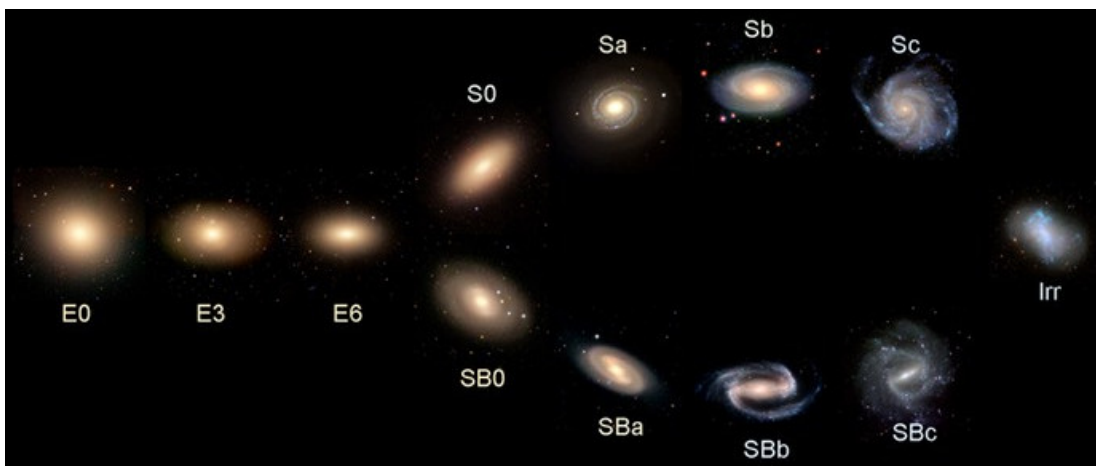


Figura 2.3: Representación esquemática de la secuencia de Hubble de morfologías de galaxias. Créditos de la imagen: Karen Masters, Sloan Digital Sky Survey.

Además de la morfología, podemos clasificar galaxias de acuerdo a otras propiedades. Por ejemplo, podemos hablar de galaxias *brillantes* y *débiles* según su luminosidad; de *alto* y *bajo brillo superficial* según la luminosidad por unidad de área; de galaxias *rojas* y *azules* según su color; de galaxias *ricas* y *pobres en gas* según su contenido de gas; de galaxias *inactivas* y *starburst* según su nivel de formación estelar e incluso de galaxias *activas* y *normales* según la presencia de un núcleo activo o no.

Una propiedad sumamente importante de la población de galaxias es su distribución espacial. Podríamos esperar que la distribución de galaxias refleje la distribución en gran escala de masa en el Universo. No obstante, si el proceso de formación de galaxias fuera altamente estocástico, o si en vez prefirieran formarse en entornos especiales, la relación entre la distribución de galaxias y de masa no sería tan directa. Es por esto, que el estudio detallado de la distribución espacial de galaxias puede proveer información tanto de la distribución de materia en el Universo, como de la física involucrada en la formación de las mismas.

Simulaciones numéricas han mostrado que la fusión de dos galaxias de aproximadamente la misma masa, produce un objeto muy similar a una galaxia elíptica, y el resultado es independiente de la morfología de los progenitores. De hecho, los modelos de formación de galaxias actuales asumen que la mayoría, si no es que todas las galaxias elípticas son remanentes de fusiones. Si el gas se llegara a enfriar en este remanente con una cantidad suficiente de momento angular, podría formarse un nuevo disco, produciendo un sistema disco – bulbo similar a una galaxia espiral. Es por estos motivos que las fusiones juegan un rol fundamental en la formación de galaxias.

2.4.1 *Sistemas de galaxias*

Como mencionamos previamente, la distribución espacial de galaxias no es aleatoria, sino que muestra una variedad de estructuras. En la Figura 2.4 podemos observar la distribución de galaxias en relevamientos en *redshift* tales como 2dFGRS, CfA2 y SDSS y en catálogos *mock* construidos a partir de la simulación Millennium. Es evidente de esta figura que hay galaxias ubicadas en *cúmulos* de alta densidad que contienen varios cientos de objetos o incluso en *grupos* más pequeños de algunas pocas decenas de galaxias.

Los sistemas más densos contienen más de 50 galaxias brillantes en un volumen de apenas unos pocos megapársecs y son conocidos como *cúmulos de galaxias*. Estas estructuras son los objetos virializados más masivos en el Universo y nos permiten estudiar la población de galaxias gracias a que su alta densidad y número de miembros luminosos permiten su identificación a

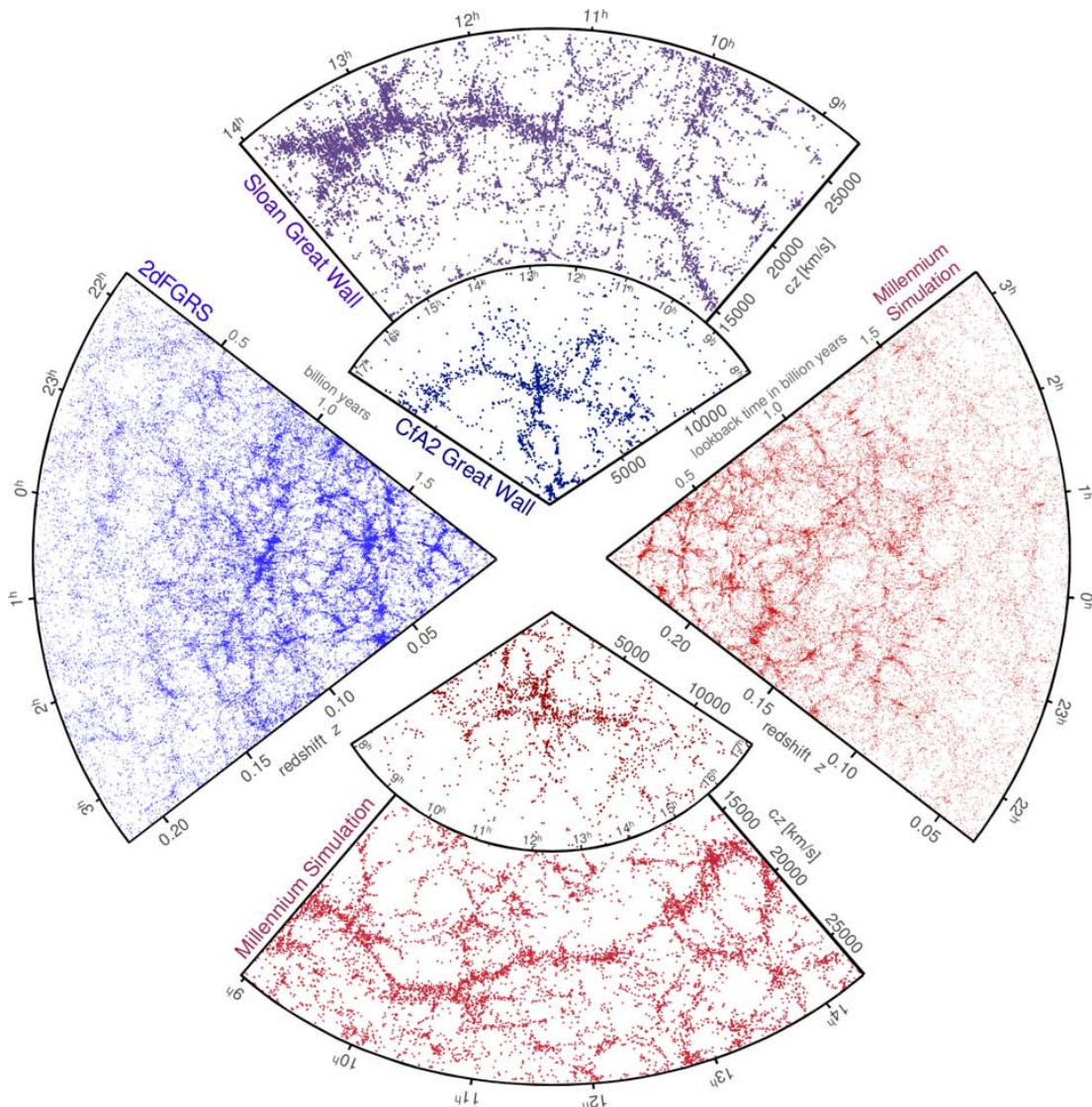


Figura 2.4: Distribución de galaxias en relevamientos en *redshift* y catálogos *mock* construidos a partir de la Simulación Millennium (Springel et al., 2005). La porción superior pequeña muestra la “Gran Muralla del CfA2” o “Muralla de Coma” (Geller y Huchra, 1989), en conjunto con el Cúmulo de Coma en el centro. En la misma escala y en la porción más grande se presenta una pequeña sección del *Sloan Digital Sky Survey* junto con la “Gran Muralla Sloan” (Gott et al., 2005). Esta es una de las estructuras más grandes observadas, conteniendo más de 10.000 galaxias a lo largo de más de 1,37 mil millones de años luz. El cono de la izquierda muestra una mitad del *2-degree Galaxy Redshift Survey*, el cual determinó distancias para más de 220.000 galaxias en el cielo sur con una profundidad de 2 mil millones de años luz (2dFGRs; Colless et al. (2001)). Los conos inferior y de la derecha corresponden a catálogos *mock* con geometrías y límites en magnitud similares, generados a partir del uso de modelos semianalíticos aplicados sobre los árboles de fusión de la Simulación Millennium. [Springel et al. (2006); Frenk y White (2012)].

grandes distancias, ampliando su utilidad también al campo de la cosmología. En el otro extremo, encontramos los sistemas con menor cantidad de miembros denominados *grupos*. No existe un límite claro que separe ambas definiciones ya que existe un espectro continuo en riqueza, masa, tamaño y luminosidad de sistemas. Sin embargo, es útil caracterizar sus propiedades puesto que presentan ciertas diferencias, para lo cual presentamos en la Tabla 2.1 valores típicos de algunas propiedades para cúmulos de alta riqueza y para grupos y cúmulos de baja riqueza.

Tabla 2.1: Propiedades típicas de cúmulos y grupos extraídos del catálogo de cúmulos de Abell (1958) a *redshifts* entre $0,02 < z < 0,2$ (Bahcall, 1996).

Propiedad	Cúmulos ricos	Grupos y cúmulos pobres
Riqueza ^a	30 – 300 galaxias	3 – 30 galaxias
Radio ^b	$1 - 2 h^{-1}$ Mpc	$0,1 - 1 h^{-1}$ Mpc
Rango de σ_v ^c	400 – 1400 km/s	100 – 500 km/s
$\langle \sigma_v \rangle$ ^d	~ 750 km/s	~ 250 km/s
Masa ^e	$10^{14} - 2 \times 10^{15} h^{-1} M_{\odot}$	$10^{12,5} - 10^{14} h^{-1} M_{\odot}$
L_B ^f	$6 \times 10^{11} - 6 \times 10^{12} h^{-2} L_{\odot}$	$10^{10,5} - 10^{12} h^{-2} L_{\odot}$
$\langle M/L_B \rangle$ ^g	$\sim 300 h M_{\odot}/L_{\odot}$	$\sim 200 h M_{\odot}/L_{\odot}$

^a Número de galaxias más brillantes que $m_3 + 2$ (donde m_3 es la magnitud de la tercera galaxia más brillante) en un radio de $1,5 h^{-1}$ Mpc.

^b Radio de la concentración de galaxias donde la densidad superficial cae a $\sim 1\%$ de la densidad central.

^c Rango típico observado de la dispersión de velocidades radiales (en la línea de la visual).

^d Mediana de la dispersión de velocidades radiales (en la línea de la visual).

^e Rango de masas dinámicas en un radio de $1,5 h^{-1}$ Mpc.

^f Luminosidad en la banda *B* en un radio de $1,5 h^{-1}$ Mpc.

^g Mediana de la relación masa – luminosidad.

Cúmulos de galaxias

Los cúmulos de galaxias son los mayores sistemas ligados gravitacionalmente que contienen cientos de galaxias, poseen una masa de $10^{15} h^{-1} M_{\odot}$ dentro de un radio de $1,5 h^{-1}$ Mpc, una dispersión central de velocidades de alrededor de 800 km/s y una relación masa – luminosidad de $\simeq 250 - 400 h M_{\odot}/L_{\odot}$ (Binney y Tremaine, 1987; Kaiser, 1986; Dressler, 1984). Además, presentan una

gran cantidad de gas intracúmulo caliente, con fuerte emisión en rayos X con luminosidades del orden de 10^{43-45} erg/s debido a la radiación térmica de frenado o *bremsstrahlung* de un gas caliente de baja densidad. Este gas posee temperaturas del orden de $10^7 - 10^8$ K y representa alrededor del $\sim 15\%$ de la masa total del cúmulo. Esta componente se detecta principalmente a partir de la emisión en rayos X y por radiación de microondas producida por el efecto Sunyaev – Zel’dovich. Por otra parte, a partir de efectos dinámicos y lentes gravitacionales se estima que cerca del $\sim 80\%$ de la masa total del cúmulo se encuentra en forma de materia oscura. Finalmente, el $\sim 5\%$ restante de la masa total corresponde a las galaxias.

Para poder seleccionar cúmulos desde una distribución de galaxias observada, deben definirse criterios de selección. Comúnmente se establecen dos criterios básicos de manera tal de que los cúmulos identificados sean dinámicamente relevantes: deben ser suficientemente densos y deben contener un número suficientemente grande de galaxias. En base a esto, Abell (1958) seleccionó 1.682 cúmulos de galaxias a partir de la inspección visual de las placas del *Palomar Sky Survey* y conformó el catálogo que hoy es conocido como *Cúmulos de Abell*. Los criterios de selección elegidos por Abell fueron:

- *Criterio de Riqueza*: cada cúmulo debe tener al menos 50 galaxias miembro con magnitudes aparentes $m < m_3 + 2$, donde m_3 es la magnitud aparente de la tercer galaxia más brillante. La riqueza de un cúmulo está definida entonces como el número de galaxias miembro con magnitud aparente entre m_3 y $m_3 + 2$. Los *Cúmulos Ricos de Abell* son aquellos con riquezas mayores a 50, mientras que los *Cúmulos Pobres* corresponden a riquezas en el rango entre 30 y 50.
- *Criterio de Compactidad*: sólo aquellas galaxias con distancias al centro del cúmulo más pequeñas que $1,5h^{-1}$ Mpc (el *Radio de Abell*) serán seleccionadas como miembros. Dado el criterio de riqueza, el criterio de compactidad es equivalente a un criterio en densidad.

Abell además clasificó cúmulos como *Regulares* si su distribución de galaxias era circularmente simétrica y concentrada, o *Irregulares* si no cumplían dicha condición. Los dos cúmulos más estudiados son el Cúmulo de Virgo y el Cúmulo de Coma (Abell 1656), dada su cercanía. El Cúmulo de Virgo, el cúmulo rico más cercano a nuestra Galaxia, no presenta una clara simetría pero sí muestra mucha subestructura, indicando que la relajación dinámica en las escalas más grandes aún no ha concluido, siendo así un ejemplo representativo de la población de cúmulos. Por otro lado, el Cúmulo de Coma tiene características menos comunes. Es un cúmulo muy masivo, con una riqueza mayor al 95% de los cúmulos catalogados por Abell pero que aparenta estar comple-

tamente relajado, con una distribución de galaxias altamente concentrada y simétrica, sin subestructuras importantes.

Desde la publicación del catálogo de Abell, se han llevado a cabo numerosas mejoras en la identificación de estos sistemas. En la actualidad, se han construido catálogos de cúmulos a partir de grandes relevamientos de galaxias con *redshifts* como por ejemplo Bahcall et al. (2003); Koester et al. (2007); Werner et al. (2023); Rykoff et al. (2016).

Respecto a la población de galaxias, debemos mencionar que en general los cúmulos están integrados principalmente por galaxias de tipo temprano. La fracción de galaxias de tipo elípticas y lenticulares es de aproximadamente un $\sim 80\%$ en cúmulos regulares y de un $\sim 50\%$ en irregulares, mucho mayor al $\sim 30\%$ encontrado en el campo. Estos números están relacionados con las transformaciones morfológicas que sufren las galaxias en entornos densos, tal como mencionamos previamente.

La distribución de densidad radial de galaxias en cúmulos puede ser descripta como $n(r) \propto 1 / [r^\gamma (r + r_s)^{3-\gamma}]$, donde r_s es el *radio de escala*, el cual típicamente equivale al $\sim 20\%$ del radio del cúmulo; y γ es la pendiente logarítmica del perfil interno, cuyo valor es ~ 1 (van der Marel et al., 2000; Lin et al., 2004). Esta distribución es muy similar a la distribución de densidad de los halos de materia oscura, de manera tal que las galaxias en cúmulos podrían ser trazadores de la distribución de masa. Sin embargo, existe evidencia de una dependencia entre masa y morfología / color, dado que galaxias más masivas, rojas y de tipo temprano siguen un perfil más concentrado que galaxias menos masivas, azules, de tipo tardío (Yang et al., 2005; van den Bosch et al., 2008).

La galaxia más brillante del cúmulo (BCG, por sus siglas en inglés *Brightest Cluster Galaxy*) suele estar rodeada de un halo extendido y difuso, en cuyo caso se denomina *Galaxia cD*, donde la *D* hace referencia a la característica difusa del halo. En general, se ubican prácticamente en el centro del cúmulo y son las galaxias más masivas conocidas, con masas estelares que pueden alcanzar $10^{12} M_\odot$, y luminosidades que alcanzan hasta el $\sim 30\%$ de toda la luz visible de un cúmulo rico. Estas galaxias posiblemente hayan crecido a través de la acreción de múltiples galaxias en el cúmulo, proceso conocido como *canibalismo galáctico*. Esta idea es consistente con el hecho de que galaxias cDs cercanas frecuentemente presentan múltiples núcleos (Schneider et al., 1983).

Otro aspecto importante de la población de galaxias en cúmulos es el efecto conocido como *Efecto de Butcher – Oemler*. Butcher y Oemler (1978) encontraron un incremento en la fracción de galaxias azules en cúmulos a *redshifts* intermedios ($0,3 \lesssim z \lesssim 0,5$) comparados con cúmulos cercanos. Estudios morfológicos han confirmado esta tendencia e incluso han encontrado que muchas de esas

galaxias espirales muestran morfologías distorsionadas. Más aún, estudios espectroscópicos han mostrado que una fracción relativamente grande de galaxias en cúmulos a *redshifts* intermedios presentan líneas de absorción de Balmer pero no de emisión (Dressler y Gunn, 1983). Esto indicaría que estas galaxias estaban formando estrellas activamente en el pasado pero frenaron su formación estelar en los últimos 1 – 2 Gyr. Dressler et al. (1999) mostraron que la fracción de estas galaxias en cúmulos a *redshift* $\sim 0,5$ es significativamente más grande que en el campo a *redshifts* similares y que la mayoría presentan morfología espiral. Estos resultados indican que la población de galaxias en cúmulos evolucionan rápidamente con el *redshift* como consecuencia de procesos específicos que actúan en entornos densos y de los cuales hablaremos en más detalle en el próximo capítulo.

Grupos de galaxias

Por definición, los *grupos de galaxias* son sistemas con riquezas menores que los cúmulos, aunque como bien mencionamos previamente la línea divisoria es algo arbitraria. La selección de grupos se lleva a cabo a partir de distintos criterios de riqueza y compacticidad en relevamientos de galaxias, de manera similar al trabajo de Abell para seleccionar cúmulos. Típicamente, grupos seleccionados en relevamientos con *redshift* incluyen sistemas de al menos tres galaxias con un contraste de densidad numérica del orden de 20 (Geller y Huchra, 1983; Nolthenius y White, 1987; Eke et al., 2004; Yang et al., 2005; Berlind et al., 2006; Yang et al., 2007). Estos grupos usualmente contienen entre 3 y 30 galaxias L^* , con luminosidades totales en la banda B en el rango $10^{10,5} - 10^{12} h^{-2} L_{\odot}$, radios del orden de $0,1 - 1 h^{-1} \text{Mpc}$, y dispersión de velocidades en la línea de la visual del orden de 300 km/s. Al igual que en el caso de los cúmulos, la masa dinámica total de un grupo puede estimarse en función de su tamaño y dispersión de velocidad a través del teorema del virial. Estas masas están en el rango $10^{12,5} - 10^{14} h^{-1} M_{\odot}$, por lo que la relación masa – luminosidad de grupos de galaxias es aproximadamente $(M/L_B) \sim 100 h (M_{\odot}/L_{\odot})_B$, significativamente menor que para cúmulos.

GRUPOS COMPACTOS Una clase especial de grupos son los llamados *Grupos Compactos*. Estos sistemas consisten de tan sólo algunas pocas galaxias distribuidas en una región pequeña. Hickson (1982) construyó un catálogo de alrededor de 100 grupos compactos a partir del análisis de placas fotográficas. Estos Grupos Compactos de Hickson (HCG, por sus siglas en inglés *Hickson Compact Groups*) consisten típicamente de 4 o 5 galaxias en un radio proyectado de tan sólo 50 – 100 kpc y poseen brillos superficiales menores a 26 mag arcsec⁻². La dispersión de velocidades de sus miembros se estima que se encuentra entre

150 y 200 km/s (Hickson et al., 1992; Duplancic et al., 2015; Sohn et al., 2015). Una alta fracción ($\sim 40\%$) de las galaxias en estos grupos muestran evidencia de interacciones, y basándonos en argumentos dinámicos, se espera que estén en proceso de fusionarse, tal vez para formar una única galaxia brillante.

GRUPOS POBRES Poseen menos de 5 galaxias brillantes ($\lesssim M_*$, donde M_* es la magnitud absoluta correspondiente a la luminosidad característica de la función de luminosidad de galaxias de Schechter (1976)) ligadas gravitatoriamente y una sobredensidad de aproximadamente 20 veces la densidad media del Universo. La dispersión de velocidades de sus galaxias miembro varía de entre 190 y 560 km/s (Zabludoff y Mulchaey, 1998). Un ejemplo típico de este tipo de sistemas es el Grupo Local, cuyos dos miembros más grandes son la Vía Láctea y M31.

GRUPOS FÓSILES Jones et al. (2003) fueron los primeros autores en definir formalmente a esta clase de sistemas. Ellos definieron a los grupos fósiles, en términos observacionales, como fuentes espacialmente extendidas de emisión en rayos X, proveniente del gas caliente y difuso presente en el medio intra-grupo. Su contraparte óptica es un sistema ligado de galaxias con $\Delta M_{12} \geq 2$, donde ΔM_{12} es la diferencia en magnitud absoluta en la banda R entre las dos galaxias más brillantes, dentro de medio radio virial proyectado. El límite inferior impuesto a la luminosidad ($L_{X,\text{bol}} > 2 \times 10^{43} \text{ erg s}^{-1}$) permite excluir grupos pobres y galaxias individuales con pocas galaxias satélites. Existen dos posibilidades respecto al origen de estos grupos: por un lado, podrían ser una clase particular de objetos que se formaron con una deficiencia de galaxias de luminosidad característica (*grupos fallidos*); y por el otro, podrían ser grupos de formación temprana cuya galaxia central sea el resultado de fusiones a lo largo de su historia evolutiva.

3

ACRECIÓN Y EVOLUCIÓN DE GALAXIAS EN SISTEMAS

A lo largo del capítulo 2 y en especial en la sección 2.3 hablamos del crecimiento de los halos de materia oscura a través de la acreción de material presente en la vecindad o de otros halos, de manera tal que halos mayores están formados por la fusión de progenitores menores. En este paradigma de *clustering jerárquico*, los satélites que orbitan halos de materia oscura experimentan fuerzas tidales que pueden llegar a ser tan extremas como para producir la pérdida tanto de materia oscura, como de gas y estrellas, transformando las galaxias involucradas. Esta es una de las motivaciones que nos llevan a estudiar la acreción en cúmulos. A continuación, dedicaremos algunos párrafos para destacar algunos mecanismos relacionados con este proceso y a resaltar la relevancia del estudio de satélites a través de resultados obtenidos por diferentes autores que motivaron el desarrollo de esta Tesis.

3.1 EFECTOS AMBIENTALES

Es sabido que en escalas de cúmulos la densidad del entorno afecta las propiedades de las galaxias. Posiblemente, el resultado más conocido es la *Relación Morfología – Densidad* la cual muestra una relación bien definida entre la densidad local de galaxias y las proporciones de diferentes tipos morfológicos. A partir del estudio de 55 cúmulos ricos Dressler (1980) muestra que la proporción de *galaxias espirales* disminuye a medida que aumenta la densidad desde $\sim 60\%$ en entornos de baja densidad hasta $\sim 10\%$ en los entornos más densos y, en contraposición, la proporción de *galaxias elípticas* aumenta con la densidad tal como podemos ver en la Figura 3.1. Este autor ha analizado esta relación en cúmulos de alta y baja concentración de galaxias y en cúmulos con alta emisión en rayos X, encontrando en todos los casos una relación similar. La fracción de galaxias elípticas resulta igual en las tres muestras, mientras que la fracción de espirales es más baja en los cúmulos con gran emisión en X. Esto sugiere que las propiedades globales de los cúmulos

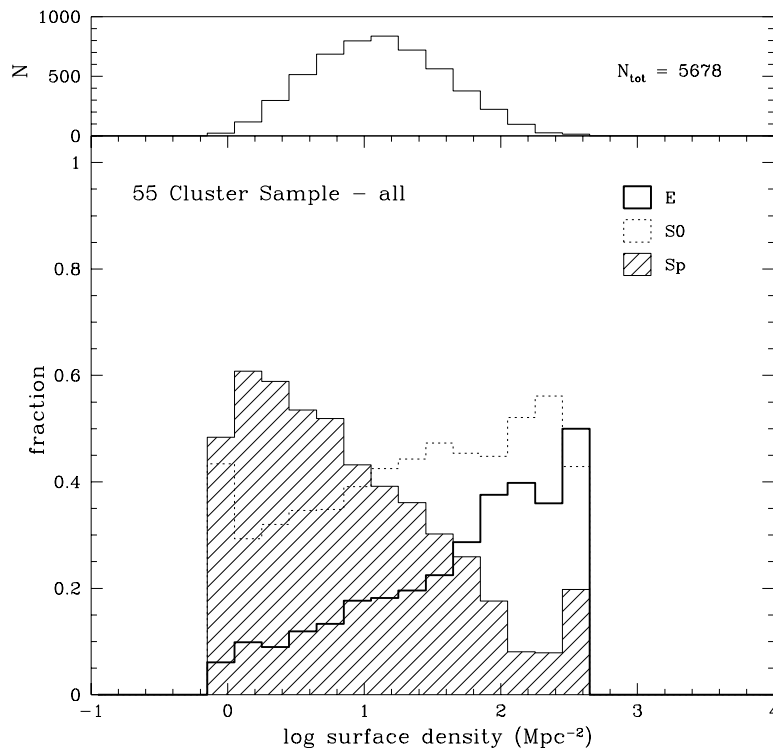


Figura 3.1: Relación entre la densidad proyectada y la morfología para 55 cúmulos (Dressler et al., 1997).

pueden influir en la morfología de las galaxias.

En la actualidad, la disponibilidad de grandes relevamientos ha permitido extender el estudio de esta relación del entorno sobre las propiedades de las galaxias. Además de encontrar una fracción más alta de morfologías de tipo temprano en ambientes densos, hallamos galaxias que en promedio son más masivas, más rojas, más concentradas, con menor contenido de gas y tasas de formación estelar específicas menores (Kauffmann et al., 2004; Baldry et al., 2006; Weinmann et al., 2006).

Por otra parte, las galaxias más luminosas parecen estar sistemáticamente más correlacionadas que galaxias débiles. Esta amplificación en la correlación de galaxias luminosas aumenta exponencialmente en función de la luminosidad y no como una ley de potencias. Es aproximadamente plana hasta la magnitud de quiebre de la función de luminosidad ($M_B \sim -20,9$), valor a partir del cual aumenta rápidamente, alcanzando un factor de $\sim 3,5e^{\pm 0,4}$ para el caso de las galaxias más brillantes ($M_B < -22$) (Hamilton, 1988).

Otros trabajos, tales como el de Gómez et al. (2003) han evidenciado la existencia de una relación entre la tasa de formación estelar (*SFR* por sus siglas en inglés) y la densidad del ambiente. La *SFR* correlaciona fuertemente con la densidad local proyectada de galaxias, obteniendo valores más bajos a

3.2. MECANISMOS DE TRANSFORMACIÓN DE GALAXIAS EN CÚMULOS²⁹

medida que aumenta la densidad local de galaxias. Más aún, encontraron una dependencia con la distancia al centro del cúmulo. Además, estudios como el de Terlevich et al. (2001), encuentran que las galaxias se vuelven más azules como función de la distancia al centro.

Ejemplos hay muchos y es claro que el entorno influye en las propiedades de las galaxias de diversas maneras. Una gran variedad de mecanismos han sido propuestos para explicar cómo afecta el ambiente de un cúmulo a la estructura y dinámica de las galaxias, algunos de los cuales describiremos en la siguiente sección.

3.2 MECANISMOS DE TRANSFORMACIÓN DE GALAXIAS EN CÚMULOS

Una amplia variedad de procesos operan en cúmulos de galaxias que pueden ser responsables de la transformación de galaxias formadoras de estrellas de tipo espiral en esferoides pasivos. De manera general, podemos decir que las galaxias en cúmulos pueden ser afectadas por el entorno de tres formas principales:

- *Interacciones tidales* con otros miembros del cúmulo y con el pozo de potencial del mismo.
- *Fricción dinámica*, la cual causa que las galaxias se acerquen lentamente al centro del cúmulo.
- *Interacciones con el medio intracúmulo* compuesto de gas caliente con emisión en rayos X.

Encuentros a altas velocidades (Harassment)

La velocidad típica de una galaxia en un cúmulo es típicamente del orden de la dispersión de velocidad del cúmulo mismo, la cual es mucho más grande que la dispersión de velocidad interna de la galaxia. Por lo tanto, los encuentros de dos galaxias miembros y de posibles subestructuras del cúmulo se espera que sean a altas velocidades. En estas interacciones, la galaxia perturbada ya no estará fuertemente ligada internamente volviéndose más vulnerable a sufrir rupturas a causa de sucesivos encuentros y de interacciones tidales con el potencial del cúmulo.

Entre los efectos que producen estos encuentros, debemos mencionar que producen una pérdida de masa sustancial pero el perfil de brillo superficial permanece invariante (Aguilar y White, 1986); los discos pueden ser destruidos

por completo luego de tan sólo uno o dos cruces del cúmulo, especialmente para discos de galaxias de tipo *Sc* o *Sd* (Farouki y Shapiro, 1981; Moore et al., 1996b, 1998); y las estrellas de los discos que continúen ligadas a la galaxia se calentarán causando que el disco dinámicamente frío se transforme en una componente esferoidal.

Canibalismo galáctico

Si la energía orbital es suficientemente pequeña, encuentros cercanos entre dos sistemas pueden llevar a una fusión. Sin embargo, este proceso sólo es efectivo en sistemas con una dispersión de velocidades comparable con la velocidad interna de las galaxias. Por lo tanto, las fusiones podrían ocurrir en grupos de galaxias pero es poco probable que ocurran en cúmulos ricos dado que las velocidades de los encuentros son típicamente mucho más grandes que las dispersiones de velocidades internas de las galaxias. Sin embargo, hay una excepción: a causa de la fricción dinámica, las galaxias pierden energía y momento produciendo una caída hacia el centro del pozo de potencial de manera tal que si el tiempo de la fricción dinámica es suficientemente corto, la galaxia llegará efectivamente al centro del cúmulo dentro de un tiempo de Hubble donde se podrá fusionar con la galaxia central. Así es como una galaxia central podría acretar galaxias satélites, proceso conocido como *canibalismo galáctico*. A pesar de que los satélites masivos son los preferentemente *canibalizados*, en las regiones centrales de un cúmulo la galaxia central podría acretar incluso galaxias de baja masa.

El canibalismo galáctico tiene dos efectos importantes: causa un incremento en masa de la galaxia central y una reducción de galaxias satélites masivas. Por lo tanto, este mecanismo produce un aumento de la diferencia de magnitudes entre las dos galaxias miembros más brillantes. Por otra parte, este mecanismo podría explicar las altas masas de las galaxias cD y sus halos extendidos, los cuales podrían estar compuestos por el material que han ido perdiendo estos satélites en su camino al centro del cúmulo. Resultados recientes de estudios en simulaciones numéricas muestran que el modelo de canibalismo provee una explicación para la mayoría de las propiedades del cúmulo y de la población de cDs (Aragon-Salamanca et al., 1998; De Lucia y Blaizot, 2007).

Presión de arrastre

Cuando una galaxia se desplaza entre el medio intracúmulo (*ICM*, por sus siglas en inglés), su componente gaseosa experimenta una presión de arrastre. Si esta presión es suficientemente grande, entonces el gas asociado con la

galaxia podría ser removido (Gunn y Gott, 1972).

Este mecanismo podría explicar porqué los cúmulos contienen una fracción mayor de galaxias S0 que el campo. Si una galaxia espiral pierde la mayor parte de su gas, reducirá su capacidad de formar estrellas y por ende, el disco resultante podría parecerse a una galaxia de tipo S0. Sin embargo, la importancia de la presión de arrastre en la transformación de espirales a S0 aún es motivo de debate. Observaciones y simulaciones muestran evidencia de que este mecanismo efectivamente ocurre en cúmulos, aunque también presentan resultados que indican que sólo el gas de las capas más externas se pierde y no la totalidad del mismo (van Gorkom, 2004; Abadi et al., 1999). Más aún, no es completamente claro que este mecanismo produzca la reducción de la tasa de formación estelar. Podría ocurrir que el gas remanente en la galaxia sea comprimido por la presión de arrastre, aumentando así la formación estelar en el disco (Dressler y Gunn, 1983; Gavazzi et al., 1995) o incluso que el gas removido quede ligado a la galaxia, vuelva a caer e induzca un estallido de formación a un tiempo posterior (Vollmer et al., 2001).

Estrangulación

Como mencionamos previamente, la presión de arrastre podría remover sólo las partes más externas del disco de gas de una galaxia y por lo tanto, la formación estelar podría continuar mientras tenga un remanente. En las galaxias espirales de campo, la escala de tiempo en que consume su gas es típicamente de algunos pocos gigaaños pero pueden extenderse significativamente si continúan acretaando gas del medio. Esta componente extendida de gas funciona como un depósito de combustible para continuar la formación estelar. Sin embargo, este reservorio está ligado débilmente a la galaxia y puede ser removido fácilmente por ejemplo, por presión de arrastre o efectos tidales. Por lo tanto, es esperable que una gran fracción o incluso la totalidad de este halo gaseoso sea removido de una galaxia cuando es acretaada a un sistema mayor como un cúmulo. Este mecanismo se conoce como *estrangulación* y produce un decrecimiento gradual de la tasa de formación estelar de una galaxia (Larson et al., 1980).

Un buen número de estudios argumenta que este mecanismo es responsable de la dependencia del ambiente con las tasas de formación estelar específicas, detectadas incluso comparando galaxias de la misma masa estelar y estructura interna en diferentes entornos (Balogh et al., 2000; Balogh y Morris, 2000; van den Bosch et al., 2008; Weinmann et al., 2009). Es necesario tener en cuenta que para reproducir el número de galaxias débiles en cúmulos y la distribución de colores de las galaxias satélites, es necesario modelar el mecanismo de

estrangulación, no como un efecto instantáneo, sino como un proceso a lo largo de cierto período de tiempo, retrasando así el agotamiento del gas.

3.3 CÚMULOS COMO TRAZADORES DE LA MATERIA OSCURA

Tal como venimos explicando a lo largo de este marco teórico, las interacciones y fusiones de satélites producen cambios y transforman las galaxias que habitan, modificando sus propiedades. A causa de esto, podemos pensar en estos satélites como “reliquias” de la formación jerárquica, donde se prevé que la masa de una galaxia se ensamble en una secuencia de eventos de acreción. Como testigos de ese proceso de acreción, los satélites se convierten en un registro invaluable de la historia de formación de la galaxia primaria que orbitan y en fuente de importante información sobre la masa y la extensión del halo de materia oscura que habitan.

En particular, los satélites son una herramienta particularmente útil para estudiar las regiones exteriores de los halos de materia oscura, donde prácticamente no existen otros trazadores que ofrezcan información. Si bien los detalles de la caracterización de las propiedades dinámicas de los sistemas “satélite - primaria” en un Universo Λ CDM puede llegar a depender de los detalles del modelo, muchas de sus predicciones pueden ser aplicadas a los modelos de formación jerárquica.

A modo de ejemplo, a partir del estudio de satélites de galaxias aisladas con la ayuda de un modelo semianalítico aplicado sobre la *Simulación Millennium*, Sales et al. (2007) encuentran que la población de satélites resultan buenos trazadores de la materia oscura: su distribución espacial y cinemática puede ser aproximada por un perfil NFW (Navarro, Frenk & White, Navarro et al., 1996), aunque un poco menos concentrada que el perfil medio de materia oscura. Un detalle no menor, es que este resultado es más bien independiente de la masa o luminosidad del halo. Más aún, la distribución espacial y de velocidades son algo anisotrópicas. En particular, la distribución de velocidades de los satélites está, al igual que para la materia oscura, dominada por los movimientos radiales dentro del radio virial.

Dado que, según acabamos de decir, los satélites son trazadores de la materia oscura, podríamos utilizarlos para estimar masas de cúmulos. Falco et al. (2014) proponen un nuevo método para medir las masas de cúmulos de galaxias usando únicamente información cinemática del entorno del cúmulo fuera de la región virializada. En el escenario de formación jerárquica, los cúmulos de galaxias se ubican en las intersecciones de filamentos y paredes, por lo cual, el movimiento de estas estructuras no virializadas es afectado por la presencia del cúmulo masivo más cercano. De esta manera, utilizando

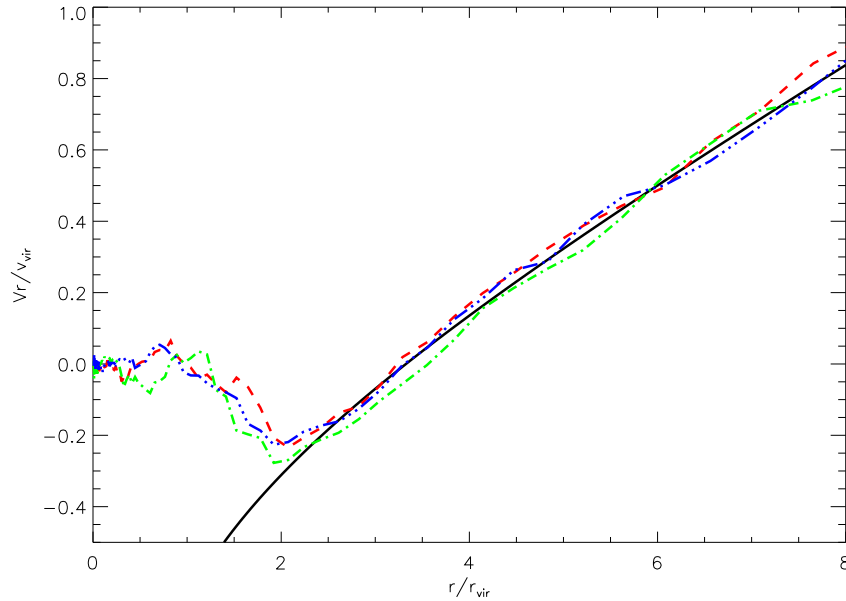


Figura 3.2: Perfil radial medio de velocidad para tres muestras de halos simulados. Las líneas de colores corresponden a halos de $M_v = 0,8 \times 10^{14} M_\odot$ (azul), $M_v = 1,1 \times 10^{14} M_\odot$ (verde) y $M_v = 4,7 \times 10^{14} M_\odot$ (rojo). La línea sólida negra es el ajuste simultáneo de los tres perfiles Falco et al. (2014).

únicamente la información cinemática de estos objetos se podría estimar la masa del cúmulo, sin necesidad de asumir equilibrio dinámico. Estos autores identifican filamentos y paredes en la región exterior del cúmulo e infieren la masa del mismo modelando cómo este sistema masivo perturba el movimiento de estas estructuras.

El entorno inmediato de los cúmulos de galaxias fuera del radio virial está caracterizado por galaxias y grupos de galaxias en caída hacia el centro del cúmulo. Estas galaxias no son parte del halo virializado, pero están gravitacionalmente ligadas a él. Esta región donde el *infall* es más pronunciado se extiende hasta 3 – 4 radios viriales. En escalas mayores, típicamente más allá de 6 – 10 radios viriales, el movimiento radial de las galaxias con respecto al centro del cúmulo está esencialmente dominado por el flujo de Hubble. Sin embargo, en la región de transición entre estas dos zonas, las galaxias están alejándose del cúmulo pero aún afectadas por la gravedad de este. En esta escala, el efecto gravitacional de la masa del cúmulo es perturbar el movimiento de Hubble puro, produciendo una desaceleración. Así la velocidad radial media será la suma de dos términos: la velocidad de Hubble, más la velocidad media de *infall* dependiente de la masa del cúmulo. Así, una vez conocida la relación entre la velocidad peculiar media de las galaxias y la masa, se puede usar esa relación para inferir la masa total del cúmulo. Como se puede ver en la

Figura 3.2, en la región entre 3 y 8 radios viriales, se puede ajustar una forma universal para la velocidad media que será función de la velocidad virial (o de la masa virial en definitiva).

3.4 ANISOTROPÍAS Y SUBESTRUCTURAS

Poder hacer estimas de la masa en base a la población de satélites es especialmente importante para el caso de nuestra *Vía Láctea* y de M_{31} , pero esta no es la única información que puede extraerse a partir de sus satélites.

Libeskind et al. (2011) hicieron un estudio de las direcciones desde las cuales los satélites de la *Vía Láctea* y M_{31} son acretados. Encontraron una acreción anisotrópica a los halos principales, de manera tal que estos satélites ingresan al radio virial de su huésped a través de puntos específicos en el espacio con respecto a la estructura en gran escala. Y más aún, el material que estos satélites han ido perdiendo a causa de su acreción, también está distribuido anisotrópicamente a *redshift* cero.

A partir del análisis de simulaciones CLUES (*Constrained Local UniversE Simulations*, Gottloeber et al., 2010), estos autores encuentran no sólo que la acreción ocurre en direcciones preferenciales, sino que además esta dirección es similar para halos cruzando cáscaras desde 0,5 hasta 5 radios viriales, reflejando la coherencia del *infall* radial en un amplio rango de distancias. Esto quiere decir que la distribución angular de los puntos de *infall* de satélites en cáscaras concéntricas centradas en la galaxia principal, es la misma independientemente de a qué distancia ocurrió el evento de acreción.

Para verlo más claramente y de manera suavizada, Libeskind et al. (2011) calculan una descomposición en armónicos esféricos e identifican el cuadrupolo ($\ell = 2$) como el modo dominante, lo cual les permite cuantificar las direcciones principales aparentes visualmente según el autovector principal del tensor cuadrupolar. Así, si miramos los primeros tres multipolos que están presentados en la Figura 3.3, es claro que las direcciones principales –denotadas por puntos azules– están prácticamente alineadas en un amplio rango de distancias.

Es importante mencionar que los resultados de estos trabajos basados en simulaciones numéricas, son acompañados por estudios sobre datos observacionales. Einasto et al. (2018) analizaron las poblaciones de galaxias en el cúmulo A2142 ubicado en el núcleo del supercúmulo SCL A2142, y buscaron posibles subestructuras en proceso de fusión, centrando su atención no sólo en los miembros de este sistema, sino también en sus alrededores hasta distancias de aproximadamente $3 h^{-1}$ Mpc (un poco más allá de 3 radios viriales). El objetivo de aquel trabajo es encontrar subestructuras responsables de las

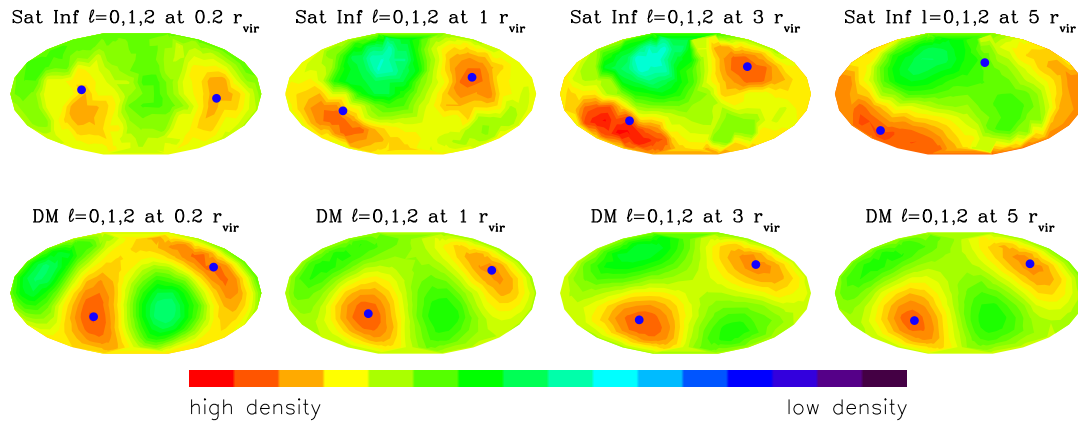


Figura 3.3: Los primeros tres armónicos esféricos ($\ell = 0, 1, 2$) de la descomposición de la distribución angular de satélites (*arriba*) y la materia oscura perdida por estos satélites a $z = 0$ (*abajo*) en cuatro cáscaras de distancia. Los puntos azules indican la dirección del autovector más grande del tensor cuadrupolar (Libeskind et al., 2011).

emisiones en radio y rayos X previamente observadas por otros autores.

Estos autores centran su estudio de las galaxias en el diagrama del espacio de fase de la velocidad en la línea de la visual con respecto a la velocidad media versus la distancia proyectada al centro del cúmulo. A partir de este análisis, son capaces de identificar los miembros de distintos grupos en proceso de acreción. Es importante recalcar que si bien la búsqueda de diferentes componentes se realizó únicamente en base a las coordenadas y velocidades de las galaxias, las poblaciones que las componen exhiben diferentes características astrofísicas que varían según la distancia al centro del cúmulo e incluso encuentran una alineación entre las distintas componentes. En la región central virializada del cúmulo, a distancias menores que $0,5 h^{-1} \text{ Mpc}$, encuentran galaxias con poblaciones estelares de $\sim 10 - 11 \text{ Gyr}$, mientras que a distancias de $\sim 1,6 - 1,8 h^{-1} \text{ Mpc}$, las edades estelares medias son de tan solo $\sim 2 \text{ Gyr}$. La mayor parte de las galaxias formadoras de estrellas o cuya formación se ha frenado recientemente se encuentran en esta región.

Es importante tener en cuenta que este espacio de fase *velocidad - distancia* es una herramienta útil para estudiar las propiedades dinámicas de las galaxias y comparar las poblaciones en las regiones virializada y no-virializada.

3.5 HISTORIAS DE ACRECIÓN

Retomando la idea de utilizar el espacio de fase, destacamos el trabajo de Oman et al. (2013), en el cual estudian las historias de acreción a través de

los tiempos de *infall* en la simulación de N-Cuerpos *MultiDark Run 1*. Dado el suficiente tiempo, un halo típico se moverá desde distancias grandes con velocidades pequeñas hacia distancias cada vez menores con velocidades negativas cada vez más altas hasta su paso por el pericentro donde cambiará su velocidad a valores positivos. A partir de allí, continúan una serie de semicírculos concéntricos (o más bien con forma de flecha) cambiando de velocidades negativas a positivas con cada paso por el pericentro (ver Bertschinger, 1985, especialmente la Figura 6). Es a partir de este movimiento a través del espacio de fase en el tiempo, que podemos postular que los satélites con diferentes tiempos de acreción deberían ocupar diferentes regiones del espacio de fase, es decir, las galaxias con tiempos de *infall* tempranos estarán ubicadas a distancias pequeñas del centro del cúmulo en lo que comúnmente llamamos la zona virializada, mientras que los objetos que acaban de ser acretados o están aún en proceso se ubicarían en regiones más lejanas o con velocidades altas respecto a la velocidad media del cúmulo, es decir, en la región no-virializada. Sin embargo, debemos tener en cuenta que estas órbitas no son visibles individualmente pues en el espacio de fase están mezclados todos los objetos y que los encuentros cercanos en general perturban estas trayectorias ideales.

Dado que la historia orbital de una galaxia no es directamente observable, estos autores la parametrizan a partir del tiempo de cruce a $2,5 R_{\text{vir}}$ respecto al centro del cúmulo para construir un catálogo de órbitas de satélites de manera tal de estudiar su distribución en el espacio de fase según el tiempo de acreción tal como se muestra en la Figura 3.4. A partir de estas distribuciones, podemos ver que diferentes poblaciones de halos satélites (*infall*, *backsplash*, virializados) ocupan distintas regiones de este espacio. Lo interesante de estos resultados es que probabilísticamente uno podría determinar el tiempo desde la acreción en una gran muestra de galaxias satélites observadas para poder estudiar los efectos de la historia orbital en la historia de formación estelar por ejemplo.

Basándonos en este análisis, podemos retomar el trabajo de Einasto et al. (2018). En este caso, en lugar de analizar las posiciones de las galaxias en el plano del cielo, los autores utilizan el espacio de fase. Podemos observar la distribución de objetos en el cúmulo A2141 en la Figura 3.5, en la cual se han normalizado las velocidades con respecto a la velocidad media del cúmulo, con cada componente diferenciada según color y forma de los puntos.

Realizar un análisis similar al hecho por Oman et al. (2013) respecto a los tiempos de acreción nos provee mucha información respecto a este sistema. Se puede ver cómo la componente principal (en círculos rojos) pertenece a la población de acreción temprana dentro de la zona virializada (marcada con las líneas a trazos). A distancias pequeñas pero con altas velocidades, aparece un segundo grupo de galaxias (en naranja), las cuales tentativamente podrían ya haber pasado por el centro del cúmulo. Por otra parte, los miembros de

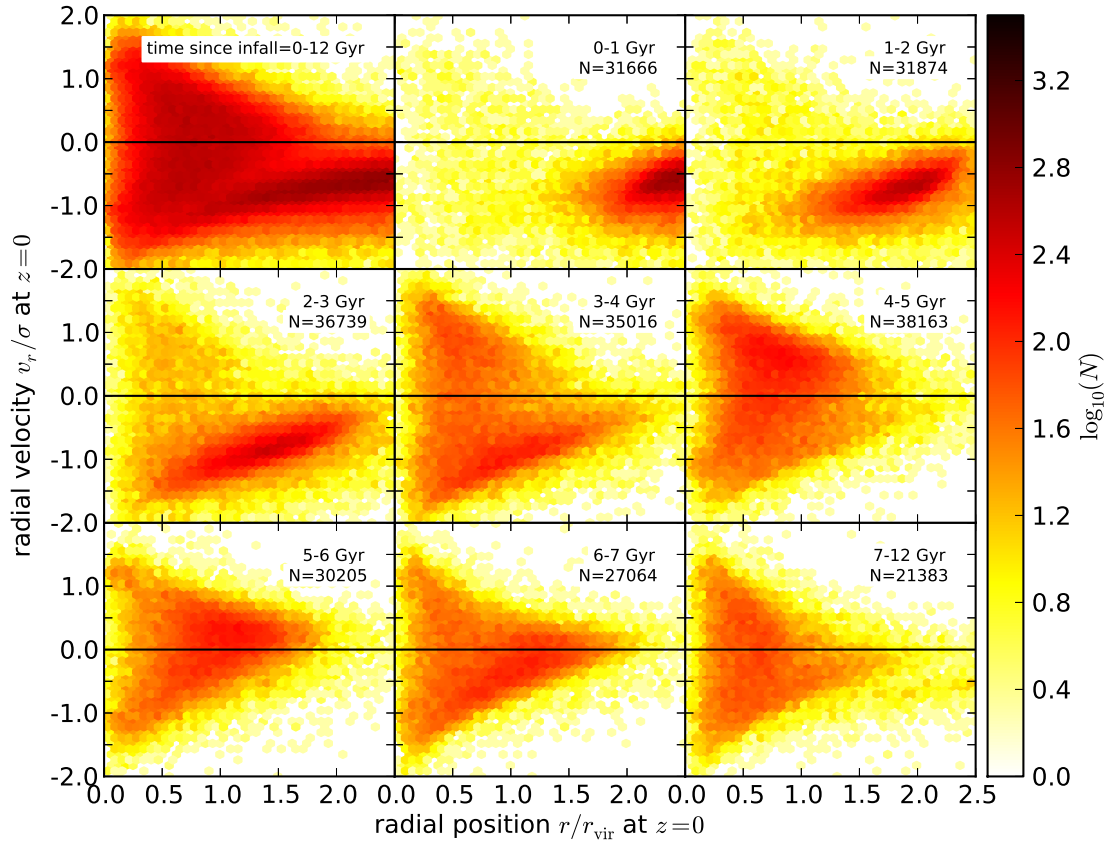


Figura 3.4: Distribución de satélites en el espacio de fase a $z = 0$ (panel superior izquierdo). El resto de los paneles corresponden a distribuciones en rangos de tiempos de *infall* según indica la etiqueta. Diferentes poblaciones de satélites pueblan distintas regiones del espacio de fase: el panel superior de la derecha muestra mayormente satélites en *infall*, mientras que al centro a la derecha podemos ver satélites *backsplash* y en el panel inferior de la derecha se muestran principalmente satélites virializados (Oman et al., 2013).

la componente 2 (en azul) y 3 (en verde), pueblan la zona del *infall* reciente, quienes podrían aún estar en proceso de acreción. Es posible arriesgar, según la posición en el diagrama de fase, que la componente C3 (en verde) podría representar otro grupo de galaxias pobre siendo acregado por el cúmulo central.

Es importante destacar otro aspecto interesante de este gráfico. Estos autores siguen los lineamientos de Oman et al. (2013) para definir las regiones de *infall* temprano y tardío que relaciona las velocidades de las galaxias (v) con la distancia al centro del cúmulo (D_c):

$$\left| \frac{v - v_{\text{mean}}}{\sigma_{\text{cl}}} \right| = -\frac{4}{3} \frac{D_c}{R_{\text{vir}}} + 2 \quad (3.1)$$

donde R_{vir} es el radio virial del cúmulo, v_{mean} su velocidad media y σ_{cl} su

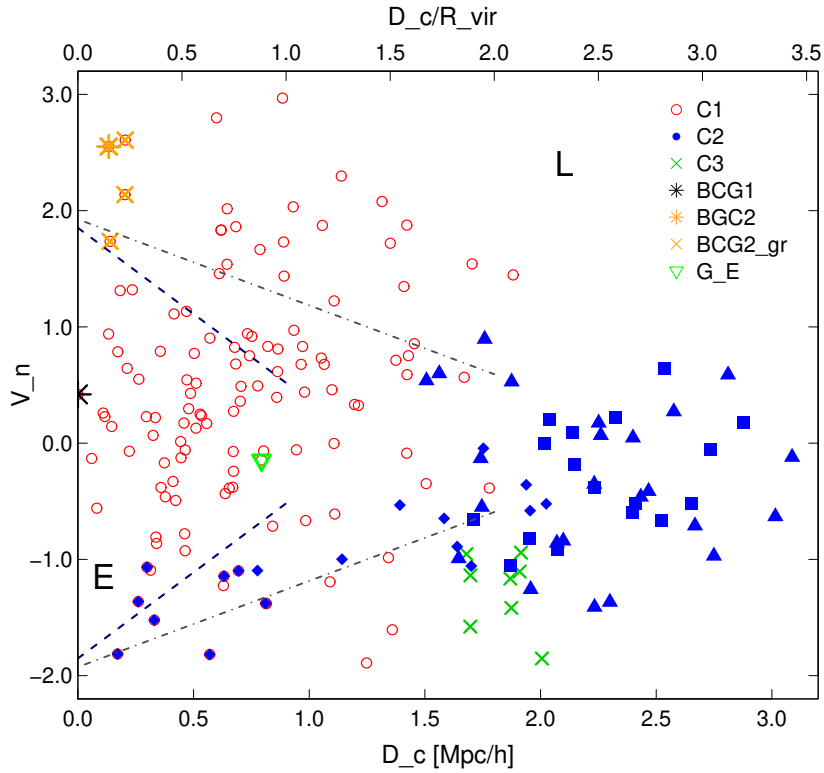


Figura 3.5: Distribución de galaxias en el cúmulo A2141 en el espacio de fase normalizado. Las líneas separan aproximadamente las galaxias según su tiempo de *infall* temprano (E, $T_{\text{inf}} < 1$ Gyr) o tardío (L, $t_{\text{inf}} > 1$ Gyr). Los colores rojo, azul y verde representan los diferentes grupos en proceso de acreción identificados por los autores (Einasto et al., 2018).

dispersión de velocidades. Si bien esta ecuación determina claramente la región virializada, debemos tener en cuenta que el concepto de *radio virial* depende de la definición de masa y tamaño de un halo de materia oscura, los cuales no tienen límites bien definidos pues el campo de densidades es suave a su alrededor. Es interesante entonces ver la comparación entre dos definiciones. Einasto et al. (2018) utiliza tanto el radio virial del cúmulo (línea negra a trazos de la Figura 3.5), como el radio máximo del mismo (línea gris de puntos y rayas). El hecho de que ambas opciones sean válidas pero que nos proporcionen regiones tan diferentes, ilustra lo sensible que es el análisis del espacio de fase a estas definiciones.

Parte III

ANÁLISIS Y RESULTADOS

4

DATOS Y SELECCIÓN DE MUESTRAS

La investigación relacionada con satélites extragalácticos históricamente ha estado limitada por la escasez de sistemas *satélites – primarias* accesibles para la observación. El número de sistemas con varios satélites suficientemente brillantes para confirmarlos espectroscópicamente es realmente pequeño, principalmente debido a los criterios de aislamiento impuestos con el objetivo de minimizar los efectos de contaminación en la línea de la visual por la presencia de galaxias de fondo o frente y para evitar considerar sistemas con múltiples objetos dominantes. Es por esto que la información tridimensional provista por simulaciones numéricas se convierte en una pieza fundamental para comprender la población de satélites y sus características.

Es por estas razones, que investigamos el proceso de acreción de satélites y sus propiedades físicas a partir de simulaciones numéricas. En lo que resta de este trabajo, hablaremos de HALOS HUÉSPEDES, PRINCIPALES O PRIMARIOS y SATÉLITES identificados en la simulación numérica que describiremos a continuación, junto al procedimiento de identificación de cada uno de ellos.

Considerando que en dichos halos residen galaxias, es menester explorar qué información nos podrían proveer de manera tal de abordar el estudio desde el punto de vista bariónico, por lo cual utilizaremos además un modelo semianalítico que también describiremos en este capítulo. El objetivo principal entonces es evaluar cómo se distribuyen angularmente las galaxias y sus propiedades. Diversos interrogantes surgen en virtud de esta discusión: ¿existen diferencias apreciables en las propiedades dependiendo de la dirección de observación? ¿Qué características tienen las galaxias acercándose a cúmulos? ¿Son iguales a las que se están alejando? ¿Qué efectos sufren debido a las interacciones y qué consecuencias tienen?

A lo largo de este capítulo, describimos los datos utilizados y el proceso de construcción de las muestras que emplearemos en lo que resta del trabajo donde estudiaremos la distribución radial y angular de las galaxias según sus propiedades (Cap. 5), las propiedades astrofísicas medias de las galaxias según las direcciones de acreción con respecto a los ejes principales de inercia (Cap.

6), la forma (Cap. 7), el entorno (Cap. 8) y la predominancia de las galaxias centrales de estos cúmulos (Cap. 9).

4.1 SIMULACIÓN MULTIDARK PLANCK 2

La simulación *MultiDark Planck 2* (o MDPL2) es parte de una serie de simulaciones *MultiDark* con cosmología *Planck* (Klypin et al., 2016). El caso particular de la versión 2, que es la que utilizaremos en este trabajo, tiene las mismas características que la primera versión, salvo por la elección de la semilla inicial.

Esta simulación sigue la evolución de más de 56 mil millones de partículas de materia oscura (3840^3) en un cubo de $1000 h^{-1}$ Mpc de lado con condiciones de borde periódicas desde *redshift* $z = 120$ hasta el presente. La resolución alcanzada nos da como resultado partículas de $1,51 \times 10^9 h^{-1} M_{\odot}$ y fuerzas gravitacionales resueltas en escalas de $13 h^{-1}$ kpc a alto *redshift* y de $5 h^{-1}$ kpc a bajo *redshift*. La cosmología empleada es consistente con los resultados de la misión *Planck*: $h = 0,6777$, $\Omega_{\Lambda} = 0,692885$, $\Omega_m = 0,307115$, $\Omega_b = 0,048206$, $n_s = 0,96$, $\sigma_8 = 0,8228$ (Planck Collaboration et al., 2016). Cabe mencionar que el tamaño del cubo simulado nos permitirá obtener muestras estadísticamente significativas dado su gran volumen y el número de partículas nos dará acceso a halos pequeños abarcando un gran rango de masas, necesario para el estudio de los sistemas propuestos.

MDPL2 fue llevada a cabo utilizando el código L-GADGET-2 basado en el código cosmológico GADGET-2 (Springel, 2005) y optimizado para simular un gran número de partículas, utilizando además un código de *Árbol de Refinamiento Adaptativo* (ART por sus siglas en inglés, *Adaptive Refinement Tree*, Kravtsov et al., 1997; Gottloeber y Klypin, 2008).

La identificación de los halos y la construcción de los *merger trees* fue llevada a cabo utilizando *Rockstar* (Behroozi et al., 2013) y *Consistent Trees* (Behroozi et al., 2013) considerando un mínimo de 20 partículas. La masa virial está calculada como la masa encerrada en una esfera de radio R_{vir} que englobe una densidad igual a 200 veces la densidad crítica del Universo:

$$M_{\text{vir}}(< R_{\text{vir}}) = \Delta\rho \frac{4\pi}{3} R_{\text{vir}}^3 \quad (4.1)$$

Por otra parte, la velocidad virial del halo está definida en términos de estas propiedades como $\sqrt{GM_{\text{vir}}/R_{\text{vir}}}$, donde G es la constante gravitacional. Consideraremos halos principales que yacen sobre el contraste de densidad de fondo y no dentro de otros halos de materia oscura. Las propiedades físicas de estos últimos objetos, denominados *subhalos*, han sido calculadas utilizando

solamente las partículas de la subestructura definida por el identificador de halos.

A lo largo de todo este trabajo utilizaremos el *snapshot* correspondiente a *redshift* $z = 0$, el cual cuenta con un total de 55,478,784 de halos de materia oscura en el rango de masa entre $5 \times 10^{10} h^{-1} M_{\odot}$ y $2,7 \times 10^{15} h^{-1} M_{\odot}$. Cabe mencionar que el límite inferior de masa fue elegido de manera tal de utilizar halos con al menos algunas decenas de partículas.

4.2 MODELO SEMIANALÍTICO SAG

Sobre la simulación MDPL2, se aplicaron modelos semianalíticos de formación de galaxias que permitan vincular las propiedades de los halos de materia oscura con las propiedades de las galaxias. Desde las condiciones iniciales, estos semianalíticos modelan procesos astrofísicos que llevan a la formación de galaxias siguiendo las historias de fusión de los halos a través de “recetas”. El desafío en este enfoque es lograr que las galaxias resultantes reproduzcan las condiciones del Universo real (luminosidades, masas estelares, colores, tamaños, morfologías, metalicidades, etc.) a partir del ajuste de parámetros libres relacionados con ellas.

En el caso de nuestro trabajo, utilizaremos el set *MDPL2 - SAG* que es el resultado de la aplicación del modelo semianalítico desarrollado por Cora et al. (2018) sobre la simulación *MultiDark2*, el cual a su vez es una evolución de un modelo previo desarrollado por Cora (2006) y basado en Springel et al. (2001) con mejoras de otros investigadores (Lagos et al., 2008; Tecce et al., 2010; Orsi et al., 2014; Muñoz Arancibia et al., 2015; Gargiulo et al., 2014). Este semianalítico incluye efectos del enfriamiento radiativo del gas caliente, formación estelar, retroalimentación por explosiones de supernovas, enriquecimiento químico por diferentes fuentes tales como vientos estelares y supernovas de tipo Ia y II (Cora, 2006), crecimiento de agujeros negros supermasivos en los centros de las galaxias y la consecuente retroalimentación de núcleos activos de galaxias (AGNs), y *starbursts* desencadenados por inestabilidades del disco o por fusiones (Lagos et al., 2008). Estos eventos contribuyen a la formación de la componente del *bulge* cuyos tamaños se estiman según se describe en Muñoz Arancibia et al. (2015); el gas frío transferido al *bulge* es gradualmente consumido y por ende los estallidos de formación estelar están caracterizados por una escala temporal en lugar de ser instantáneos (Gargiulo et al., 2014). Tecce et al. (2010) añadieron el efecto de la presión de arrastre (*ram-pressure stripping*, RPS) sobre el disco de gas frío de las galaxias satélites implementando el criterio de Gunn y Gott (1972). Además, este modelo semianalítico incluye una dependencia con el *redshift* en la estimación de la masa eyectada

y recalentada a causa de la retroalimentación de supernovas y reemplaza la pérdida de gas caliente de satélites de manera instantánea por una eliminación gradual por efectos tidales (*tidal stripping*, TS) o por RPS.

Este modelo asigna una galaxia a cada halo detectado en la simulación y sigue su historia a través de los árboles de fusión de manera tal de computar la evolución de las propiedades galácticas. Cada sistema de halos considerado está formado por una única *galaxia central* del grupo o cúmulo, la cual estará asociada al halo huésped principal, de manera tal de que el resto de las galaxias actuarán como *satélites*. Cuando dos halos se fusionen, la galaxia más pequeña perderá masa mientras orbita la estructura mayor, hasta que el satélite ya no sea detectado por el identificador de halos. A estos objetos se los continúa considerando como una galaxia incluso cuando su subhalo haya desaparecido, hasta el punto en que eventualmente se fusione con la galaxia central. Durante esta etapa temporal, estas galaxias se denominarán *galaxias satélites huérfanas*.

Los procesos físicos incluidos en este modelo involucran varios parámetros libres que regulan estos procesos. En el caso de este semianalítico, estos parámetros incluyen la eficiencia de la formación estelar, la eficiencia de la retroalimentación de supernovas por estrellas formadas en el disco y el *bulge*, la eficiencia de la eyección de gas caliente y su reincorporación, el exponente que regula la evolución con el *redshift* de la masa recalentada y eyectada, el crecimiento de agujeros negros supermasivos y la eficiencia de la retroalimentación de núcleos activos, el factor involucrado en la escala de las perturbaciones que provocan inestabilidades en el disco y la fracción que determina el destino del gas frío recalentado (Ruiz et al., 2015; Cora et al., 2018). Los valores de estos parámetros libres se determinan a partir de restricciones dadas por las propiedades observadas de galaxias que el modelo semianalítico debería satisfacer. En este caso, el conjunto de observables utilizado para el proceso de calibración incluye la función de masa estelar a $z = 0$ y $z = 2$, la función de distribución de la tasa de formación estelar, la fracción de gas frío como función de la masa estelar y la relación entre la masa del *bulge* y del agujero negro central supermasivo.

4.3 IDENTIFICACIÓN DE SISTEMAS

A partir de los halos de la simulación MDPL2, definimos criterios de selección con el objetivo de identificar sistemas compuestos por un halo primario y satélites para construir nuestra muestra.

Impusimos dos criterios para la selección de HALOS PRINCIPALES:

- LÍMITE DE MASA

Establecimos un límite inferior en masa virial, de manera tal de obtener halos formados por un número aceptable de partículas y con cierta probabilidad de tener satélites, en acuerdo con los límites para grupos y cúmulos de galaxias pobres (ver Sección 2.4.1 y Bahcall, 1996) y al igual que en trabajos previos (De Lucia et al., 2012; O’Neil et al., 2021, 2022, 2023; Borrow et al., 2023, entre otros).

$$M_{\text{vir}} \geq 10^{13} h^{-1} M_{\odot}$$

- CRITERIO DE AISLAMIENTO

Aplicamos restricciones que garanticen el aislamiento del halo principal de modo tal que este objeto sea quien domine la dinámica local. El criterio elegido requiere que los halos principales estén rodeados en una esfera de radio igual a $3R_{\text{vir}}$ sólo por objetos que tengan a lo sumo la mitad de su masa¹.

$$M_{\text{vir}}^{\text{sat}} \leq 0,5 M_{\text{vir}}^{\text{host}} \quad (\text{para } r_{\text{sat-host}} \leq 3R_{\text{vir}}^{\text{host}})$$

Consecuentemente, llamaremos SATÉLITES a todos aquellos halos con distancias menores a tres radios viriales respecto a los halos primarios previamente identificados. Elegimos realizar nuestro análisis hasta este límite en distancia dado que es la ubicación aproximada del radio de retorno o *turnaround* según el modelo de *infall* secundario (Bertschinger, 1985) y de manera similar a trabajos previos (Sales et al., 2007; Ludlow et al., 2009; Oman et al., 2013; Einasto et al., 2018; Knebe et al., 2020; Hough et al., 2023, entre otros).

Presentamos en la Figura 4.1 un modelo esquemático de estos criterios de identificación, en el cual el halo principal está representado con color azul, los satélites en verde y el sistema identificado en naranja.

Sin embargo, nuestro objetivo principal con el uso de esta simulación es la disponibilidad de un catálogo de galaxias semianalíticas para poder establecer un vínculo con la componente bariónica. Es por esto que, a partir de las muestras de halos principales y satélites de materia oscura, seleccionamos aquellas galaxias cuyo halo asociado sea alguno de estos (huéspedes y satélites) para conformar nuestra muestra final de galaxias.

Del total de galaxias seleccionamos sólo aquellas que no han sido catalogadas como *huérfanas*, las cuales ya han perdido su subhalo a causa de la fusión de dos halos tal como explicamos en la Sección 4.2.

¹Existe una gran diversidad de variaciones en la literatura respecto a este criterio. Nosotros elegimos una opción similar a la utilizada en Mamon et al. (2004), por ejemplo, aunque menos rígida que la empleada por de los Rios et al. (2021)).

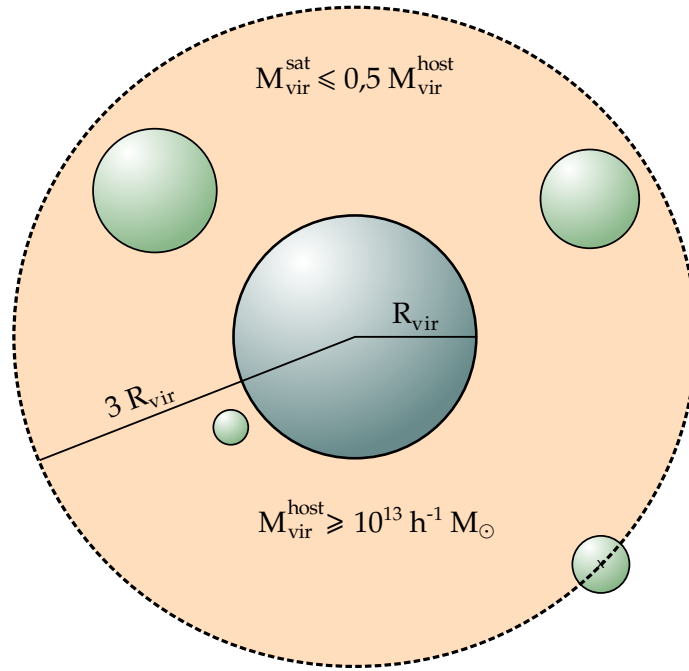


Figura 4.1: Modelo esquemático de los criterios de identificación de HALOS PRINCIPALES (en azul) y sus SATÉLITES (en verde).

4.4 CARACTERÍSTICAS DE LA MUESTRA

La aplicación de los criterios de selección sobre los halos de materia oscura resultó en la identificación de 346.182 HALOS PRINCIPALES rodeados por 7.137.610 SATÉLITES. Según los datos del modelo semianalítico SAG, asociados a estos halos existen un total de 41.313.946 galaxias de tipo 0 (*centrales*), 1 (*satélites*) y 2 (*huérfanas*). Descartando estas últimas, tal como mencionamos previamente, nuestra muestra de GALAXIAS queda finalmente conformada por 7.483.791 de objetos.

En el panel superior de la Figura 4.2, podemos observar la distribución de masas viriales de los halos identificados como HALOS PRINCIPALES en la simulación *MultiDark2* con una media de $3,41 \times 10^{13} h^{-1} M_{\odot}$.

Dado el amplio rango de masas que poseen nuestros halos principales, resulta esperable que el número de galaxias por asociación varíe según la misma. Aquellos halos principales más masivos tendrán sistemáticamente más miembros que aquellos menos masivos. Esto está claramente reflejado en las distribuciones de número de galaxias por sistema en tres rangos de masa virial que presentamos en el panel inferior de la Figura 4.2, donde los valores máximos varían desde 200 para el tercil menos masivo hasta 1000 galaxias por asociación para el tercio superior.

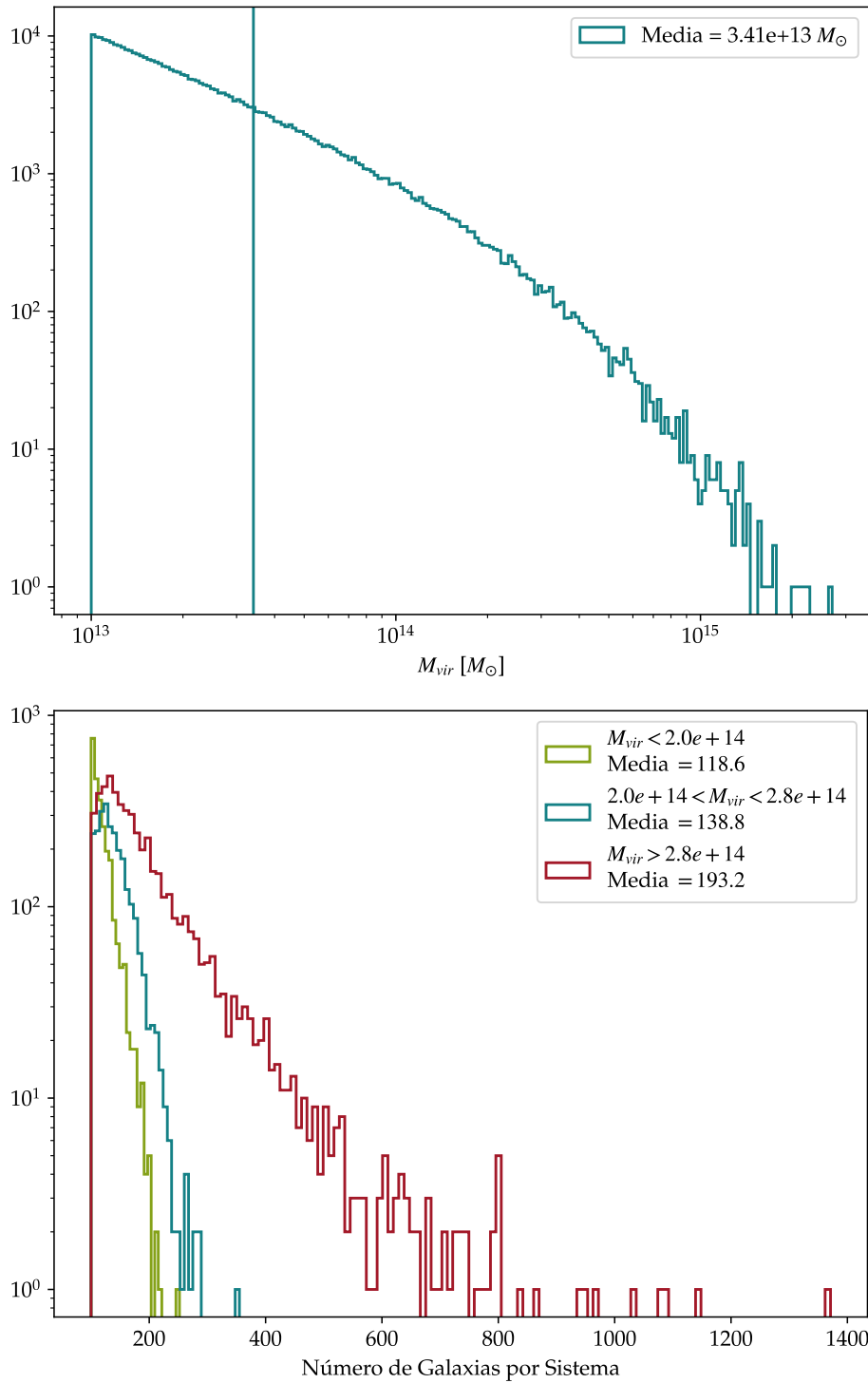


Figura 4.2: Distribución de la masa virial de los halos principales identificados según nuestros criterios (*arriba*) y del número de galaxias por sistema (*abajo*) para tres cortes en masa virial del halo central: baja masa (*curva verde*), masa intermedia (*curva azul*) y alta masa (*curva roja*).

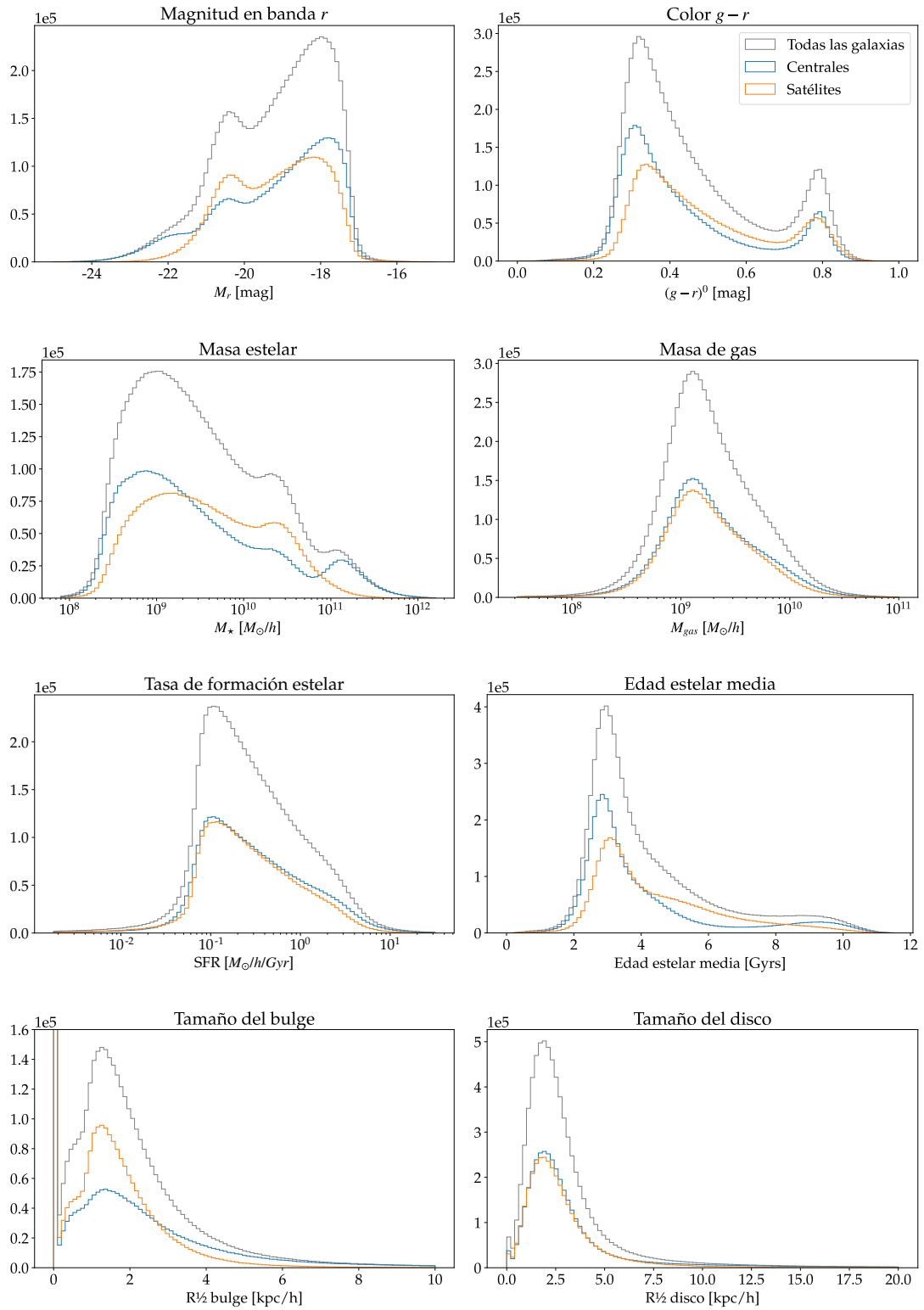


Figura 4.3: Distribuciones de la magnitud en la banda r , color $(g-r)^0$, masa estelar, masa de gas, tasa de formación estelar, edad estelar media, tamaño del *bulge* y del disco para las galaxias identificadas en nuestra muestra (*de izquierda a derecha y de arriba hacia abajo*).

Con respecto a las características de la población de galaxias, contamos con una variedad de parámetros astrofísicos que incluyen magnitudes, tamaños del *bulge* y del disco, masa estelar, masa de gas, tasa de formación estelar, edad estelar media, entre otros. En la Figura 4.3 presentamos las distribuciones de estos parámetros para las galaxias de nuestra muestra. En color gris, las distribuciones totales, en azul las distribuciones para galaxias centrales de tipo 0 y en naranja para galaxias satélites de tipo 1.

4.5 METODOLOGÍA

En lo que resta de este trabajo utilizaremos algunas estrategias de pre-procesamiento de los datos y herramientas de visualización y análisis que ameritan su propia explicación. A continuación desarrollaremos el detalle de la metodología de trabajo empleada.

4.5.1 Método de apilamiento: *Stacking*

El estudio estadístico de las propiedades astrofísicas que mostraremos en los próximos capítulos requiere de un gran número de objetos para ser llevado a cabo. Sin embargo, cada uno de nuestros sistemas cuentan, en el mejor de los casos, con un par de cientos de galaxias. Es por este motivo, que resulta conveniente poder homogeneizar de alguna manera todos los grupos de la muestra de manera tal de *apilarlos* en pos de aumentar la señal y para esto es necesario tomar algunas decisiones.

Para el análisis de la distribución en la dirección radial (Cap. 5), utilizaremos cantidades relativas al halo principal. Por un lado, haremos un cambio de coordenadas de los satélites de manera tal que el origen del sistema esté en las coordenadas del halo huésped y las velocidades de los satélites serán relativas a la velocidad intrínseca del halo principal. De esta manera, todos los sistemas serán apilados colocando el halo primario en el centro y sus satélites tendrán coordenadas y velocidades relativas al mismo. Finalmente, reescalamos las distancias y velocidades según las cantidades viriales del halo principal: radio virial (R_{vir}) y velocidad virial (V_{vir}) consistentemente con otros autores tales como Mamon et al. (2004); Sales et al. (2007); Ludlow et al. (2009); Oman et al. (2013), entre otros. De esta manera, todos nuestros sistemas son comparables y podremos hacer un análisis estadístico en la muestra completa.

Por otra parte, para estudiar distribuciones angulares podríamos pensar en diversas maneras de realizar este *stacking* (apilamiento en inglés), especialmente si pensamos que además de normalizar las escalas, ahora deberíamos

pensar en elegir direcciones comunes para todos los sistemas. De no orientar homogéneamente nuestra muestra, no podremos hacer un análisis de direcciones de acreción ni de distribuciones angulares como es el objetivo de este trabajo.

De aquí en más, presentaremos resultados obtenidos a partir del apilamiento de grupos según sus ejes principales de inercia. Para esto, calculamos dichos ejes en función de las posiciones de las galaxias utilizando el tensor de inercia:

$$\mathcal{T}_{ij} = \frac{1}{N} \sum_n x_{n,i} x_{n,j} \quad (4.2)$$

donde $x_{n,i}$ y $x_{n,j}$ son las componentes i -ésima y j -ésima de las coordenadas de la n -ésima galaxia relativa al centro del halo y N es el número total de galaxias. En nuestro caso, que es tridimensional, i y j tomarán los valores 1, 2, 3. Los valores de los semiejes ($a > b > c$) serán las raíces cuadradas de los autovalores del tensor, mientras que las direcciones de los ejes ($\hat{a}, \hat{b}, \hat{c}$) serán los autovectores normalizados.

Este procedimiento se llevó a cabo sólo para aquellos sistemas que cuentan con al menos 100 miembros, de manera tal de obtener una determinación de los ejes principales de inercia que sea confiable (ver Gonzalez et al., 2021, Apéndice E).

A continuación, utilizamos los ejes de inercia calculados para reorientar los grupos de la muestra rotando su sistema de coordenadas de manera tal que el sistema original ($\hat{x}, \hat{y}, \hat{z}$) ahora coincida con las direcciones de los tres semiejes ($\hat{a}, \hat{b}, \hat{c}$) (como comúnmente suele aplicarse en estudios de estructura en gran escala tales como Kuchner et al., 2020)

Finalmente, resta normalizar las posiciones de manera tal de que las distintas escalas en cada sistema sean comparables. Para ello elegimos escalar las posiciones relativas utilizando la raíz cúbica del producto de los tres semiejes: $\sqrt[3]{a \cdot b \cdot c}$.

Muestra resultante

En función de lo explicado en los párrafos previos, de ahora en más sólo utilizaremos sistemas cuyos ejes de inercia hayan sido calculados. De esta manera la muestra final se ha visto modificada y ahora consta de 7.748 halos principales, de los cuales el 97,4 % poseen masas viriales entre 10^{14} y $10^{15} h^{-1} M_{\odot}$, un 1,1 % por encima de este último valor y por debajo de $10^{14} h^{-1} M_{\odot}$ tan sólo el 1,5 % de los sistemas.

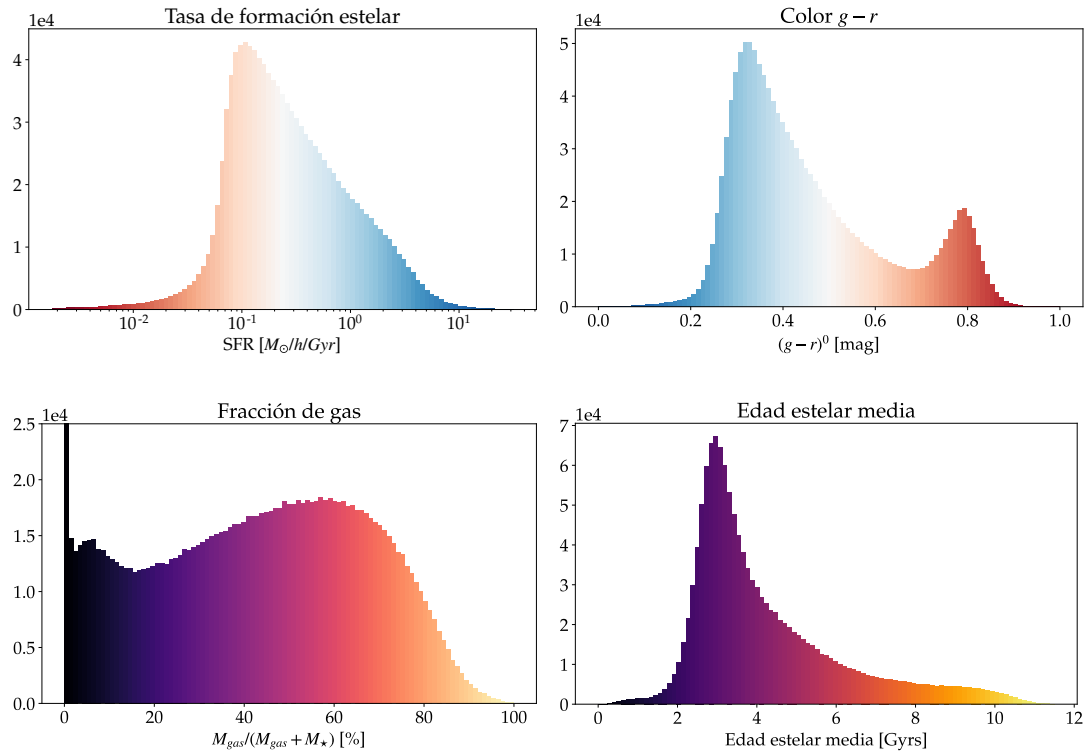


Figura 4.4: Distribuciones de la tasa de formación estelar, color $(g - r)^0$, masa estelar, fracción de gas y edad estelar media (de izquierda a derecha y de arriba hacia abajo) para la muestra con ejes de inercia calculados.

En cuanto a la muestra de galaxias, ahora estará conformada por 1.306.027 objetos. En la Figura 4.4, mostramos las distribuciones de algunos parámetros astrofísicos de esta muestra resultante que serán de interés para lo que resta de este trabajo.

4.5.2 Mapas del cielo

En el resto de los capítulos de esta Parte III, analizaremos las distribuciones angulares de las galaxias a partir de mapas del *cielo* de las mismas. De esta manera, el *stacking* que llevamos a cabo nos permitirá apilar los *cielos* de todos los sistemas (enfaticamos una vez más, de todos los sistemas con al menos 100 galaxias). La idea principal será ubicarnos en el centro del halo principal como observadores y proyectar las posiciones de las galaxias sobre el *cielo* en coordenadas esféricas. Gracias a la normalización y rotación de todos los grupos, el número de galaxias que observemos será el correspondiente a la suma de todos los grupos de la muestra. A continuación explicaremos el procedimiento para generar estos mapas.

Mapas HEALPix

HEALPix², o healpy³ en su versión escrita en el lenguaje Python⁴, es una biblioteca desarrollada específicamente para manejar datos sobre una esfera de manera sencilla y eficiente. HEALPix es un acrónimo que refiere a la pixelización jerárquica de isotitud de igual área (en inglés, *Hierarchical Equal Area isoLatitude Pixelization*) y se basa en subdividir la superficie bidimensional de una esfera en píxeles de manera tal que cada uno de ellos cubra la misma superficie.

El algoritmo de pixelización fue creado en 1997 por Krzysztof M. Górski en el Centro de Astrofísica Teórica en Copenhagen, Dinamarca y publicado por primera vez en 1998 (Gorski et al., 1998, 1999). Originalmente, HEALPix fue desarrollado para procesar de manera eficiente los datos de las misiones encargadas de medir el *Fondo de Radiación Cósmica* (CMB, por sus siglas en inglés), dado que las misiones WMAP⁵ y Planck⁶ generaban sets de datos multifrecuencia para construir mapas del cielo en microondas con una resolución de algunos minutos de arco. Es por esto que surgió la necesidad de crear alguna estructura matemática que soporte la discretización de funciones sobre la esfera y que facilitara el análisis estadístico y astrofísico preciso de una cantidad masiva de datos referentes al cielo completo.

Esta herramienta nos permite convertir entre coordenadas celestes e índices de píxeles, o entre sistemas de coordenadas Galácticos, Eclípticos y Ecuatoriales; rotar mapas o vectores; aumentar o disminuir la resolución de mapas HEALPix preexistentes; visualizar mapas en distintas proyecciones (Mollweide, Gnomónica, Cartográfica); transformar mapas al espacio de armónicos esféricos (y viceversa); computar los espectros de potencia e incluso realizar mapas desde los espectros.

A lo largo de los próximos capítulos, mostraremos resultados en base a la pixelización de la proyección de las posiciones de las galaxias en coordenadas esféricas sobre el *cielo* de un observador ubicado en el centro del halo principal de cada sistema en cáscaras de distancia. De aquí en más, los mapas presentados corresponderán a una proyección *Mollweide*, comprendidos por 12.288 píxeles que equivalen a una resolución de $\sim 1,8^\circ$, a los cuales se les aplicó un proceso de suavizado para mejorar la visualización.

²<https://healpix.sourceforge.io/>

³<https://healpy.readthedocs.io/en/latest/>

⁴<https://www.python.org/>

⁵<https://map.gsfc.nasa.gov/>

⁶<http://www.esa.int/planck>

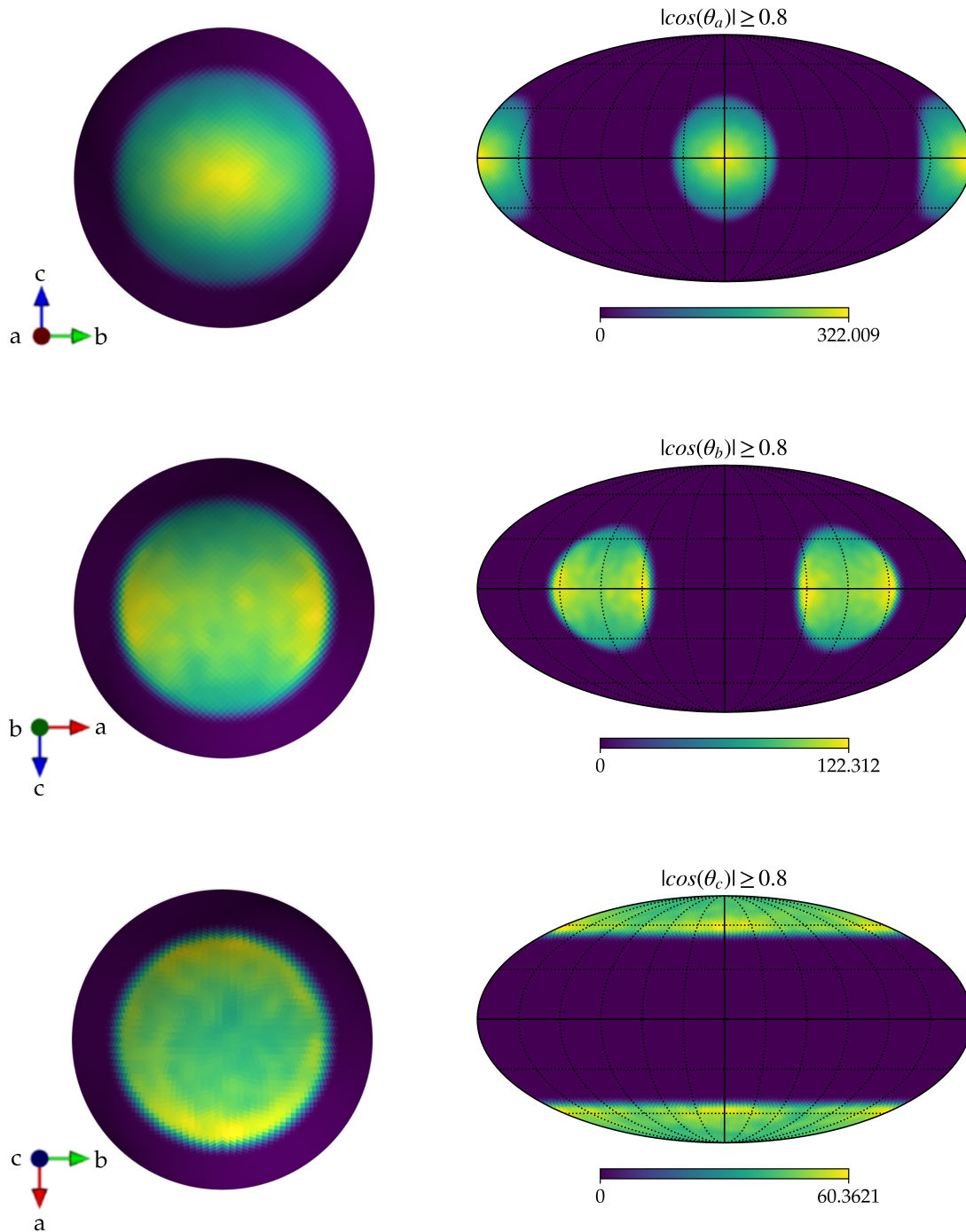


Figura 4.5: Mapas de la distribución angular de galaxias en proyección *Mollweide* desde el centro del halo principal apilando todos los sistemas de la muestra (*columna derecha*). Se presentan tres submuestras: galaxias cercanas al eje mayor (*arriba*), intermedio (*centro*) y menor (*abajo*) de inercia. En la *columna izquierda* se muestra la esfera del *cielo* orientada según el eje en cuestión.

Posición de los semiejes en los mapas

Dado que hablaremos de los ejes principales de inercia en los próximos capítulos, es importante entender dónde se ubican estas direcciones principales en los mapas que veremos a continuación. Para esto, calculamos los ángulos que forman las posiciones de las galaxias con los semiejes principales de inercia (θ_i) y presentamos en la Figura 4.5 tres mapas correspondientes a tres submuestras de galaxias elegidas en función de la cercanía al semieje mayor, intermedio y menor (panel superior, central e inferior, respectivamente) según el valor absoluto del $\cos(\theta_{a,b,c})$. Cabe aclarar que como estos mapas muestran una proyección de los 360° del *cielo* completo en dos dimensiones, cada semieje se presenta en dos ubicaciones en simultáneo.

Mapas de propiedades medias

En los Capítulos 6, 7, 8 y 9 no sólo mostraremos mapas del *cielo* de la distribución del número de galaxias, sino que también presentaremos mapas de propiedades astrofísicas medias. Dichos mapas fueron construidos utilizando HEALPIX para dividir la esfera celeste en píxeles y calculando el valor medio de cada propiedad con los objetos ubicados en cada píxel. La representación en la proyección *Mollweide* entonces muestra la distribución en el *cielo* de las propiedades astrofísicas en promedio.

5

ANÁLISIS DE LA DISTRIBUCIÓN RADIAL Y ANGULAR DE GALAXIAS SEGÚN SUS PROPIEDADES ASTROFÍSICAS

A lo largo de este capítulo y para comenzar el estudio de los sistemas identificados, nos concentraremos en el análisis de la distribución de las galaxias. Lo primero que analizaremos será la *radialidad* de los movimientos de estos objetos y su relación con las distintas propiedades astrofísicas, de manera tal de evaluar qué sectores del espacio de fase velocidad – distancia son ocupados por diferentes poblaciones de galaxias. A continuación, ampliaremos el análisis a través de la inspección de la distribución angular de estos objetos según el signo de la velocidad radial, la distancia al centro del halo principal y sus propiedades astrofísicas a través de mapas HEALPix y sus espectros de potencias. Buscamos responder algunos interrogantes relacionados con la anisotropía espacial del proceso de acreción a partir de la existencia de direcciones preferenciales, para comprender cómo es la distribución de galaxias a lo largo de este proceso y las diferencias según las características de las galaxias consideradas.

5.1 DISTRIBUCIÓN DE VELOCIDADES RADIALES EN EL ESPACIO DE FASE

Comenzamos explorando la distribución de velocidades radiales de la muestra de galaxias en el espacio de fase *velocidad radial – distancia al centro del halo principal*, es decir, estudiaremos la proyección de la velocidad de las galaxias en la dirección radial en función de la distancia. Tal como mencionamos en el capítulo anterior (Sección 4.5.1, *stacking*), utilizaremos velocidades y posiciones relativas, normalizadas a las cantidades viriales del halo principal. Apilando los sistemas de este modo, podemos hacer estadística sobre la muestra completa.

En primera instancia, presentamos en el panel superior de la Figura 5.1 la distribución bidimensional en el espacio de fase de las galaxias en nuestra muestra. En colores podemos observar la densidad de objetos en cada punto

del espacio y las líneas de color negro nos dan información estadística de la muestra total en bins de distancia: la línea sólida corresponde a la mediana de la muestra, la punteada a la media y las líneas a trazos muestran los percentiles 25% y 75% de la distribución.

Podemos observar cómo la curva de la mediana de la velocidad radial (curva sólida) se acerca a cero a medida que nos acercamos al centro del halo principal, resultado consistente con una población relajada y en equilibrio. Sin embargo, fuera del radio virial, las velocidades negativas predominan en la distribución como es de esperar, ya que detectamos aquellas galaxias que se encuentran en su primer acercamiento al cúmulo. Si recordamos el análisis de Oman et al. (2013) citado en el Capítulo 3 respecto a las regiones del espacio de fase que pueblan distintas poblaciones de satélites según su tiempo de *infall*, estos objetos pueblan una secuencia distinguible desde tres radios viriales con velocidades radiales de aproximadamente media velocidad virial, hasta medio radio virial con velocidades que aumentan en valor absoluto a medida que nos acercamos al centro, alcanzando valores mayores a la velocidad virial del halo.

Por otra parte, dentro del radio virial (en la zona del *infall* temprano) no es sencillo evaluar qué está sucediendo dado que distintas galaxias describen diferentes órbitas y todas se encuentran representadas en simultáneo en esta distribución incluyendo objetos que realizaron un primer paso por el pericentro y tal vez están alejándose y objetos que fueron acretados a tiempos tempranos y continúan orbitando el centro del cúmulo.

Para poder evaluar en más detalle este espacio de fase, calculamos la distribución del exceso de galaxias respecto al signo de su velocidad radial, la cual presentamos en el panel inferior de la Figura 5.1 como curvas de nivel. Estos excesos fueron calculados dividiendo el espacio de fase según el signo de la velocidad radial, espejando el semiplano de velocidades positivas y sustrayendo el número de cuentas según la distancia y el módulo de la velocidad. De esta manera, curvas de color violeta o azul indican un mayor número de objetos con velocidad negativa respecto al número de galaxias con la misma velocidad radial en módulo pero positiva, a dicha distancia. El eje y representa el módulo de la velocidad radial y crece hacia abajo.

En esta representación se hace evidente la zona del espacio de fase que pueblan los objetos en su primer acercamiento al cúmulo describiendo una clara relación entre distancia y velocidad, la cual aumenta en módulo a medida que nos acercamos al centro. Sin embargo, aquí podemos observar que esta estructura se extiende incluso dentro del radio virial del halo principal e involucra altas velocidades alcanzando $\sim -1,5 V_{\text{vir}}$ a distancias de $\sim 0,5 R_{\text{vir}}$, lo cual nos habla de una preponderancia por los movimientos radiales y resalta el hecho de que incluso dentro del radio virial no necesariamente encontraremos una población completamente en equilibrio, sino que estos

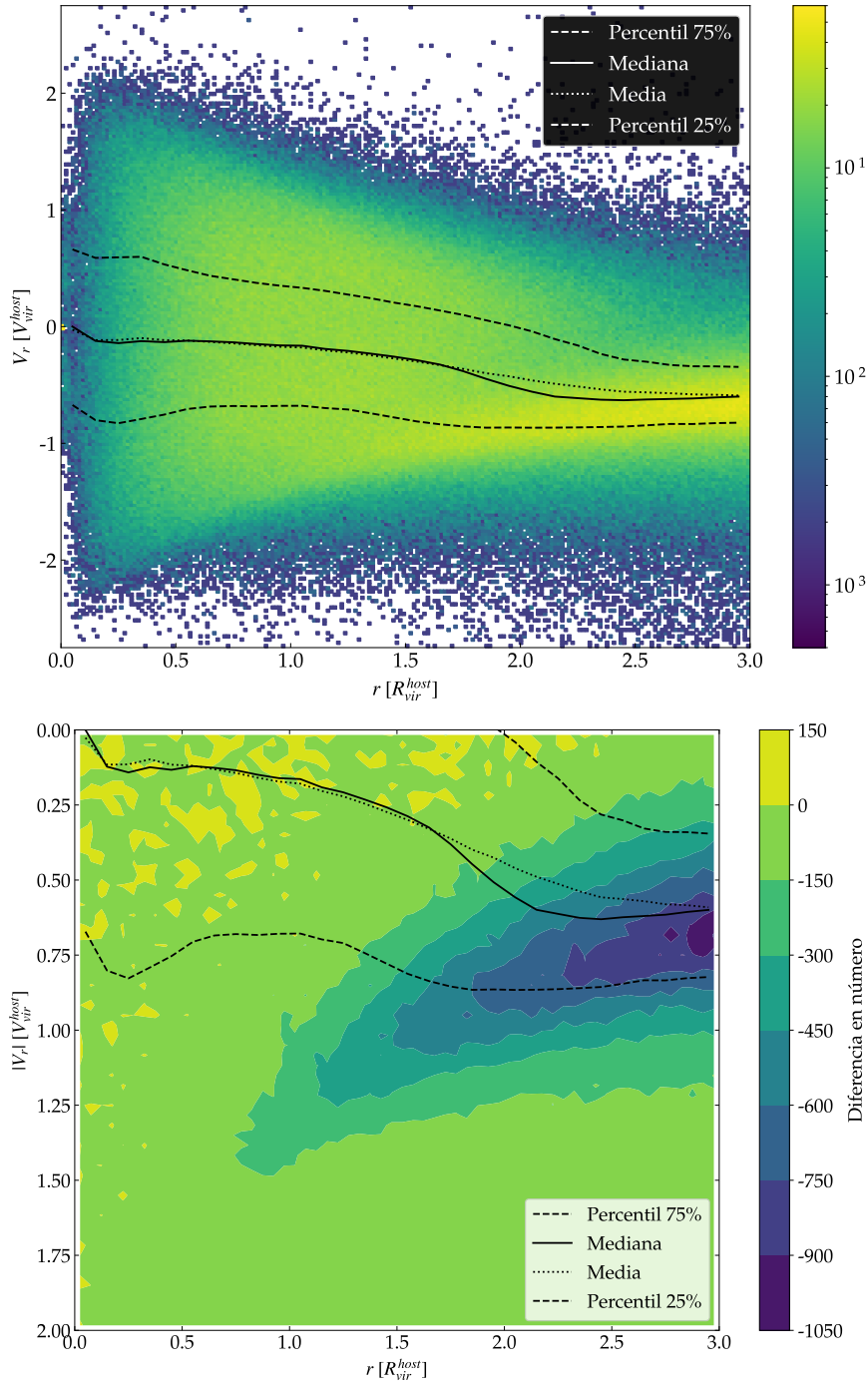


Figura 5.1: Distribución bidimensional de las velocidades radiales de las galaxias como función de su distancia r al halo huésped (*arriba*) y curvas de nivel de la distribución bidimensional del exceso de galaxias (*abajo*). Tanto la velocidad radial como la distancia se encuentran escaladas a la velocidad y radio virial del halo huésped, respectivamente. Las curvas sólida y punteada muestran la mediana y media de la velocidad en bins de distancia y las líneas a trazos, representan los percentiles 25 % y 75 % de la distribución.

cúmulos están en constante evolución. Es propicio mencionar además, que no esperamos nunca que este mapa de en promedio cero, porque elegimos específicamente objetos con un *infall* neto.

5.2 LA RADIALIDAD DE LA ACRECIÓN SEGÚN LAS PROPIEDADES ASTROFÍSICAS

A continuación nos preguntamos cómo variarán estas estructuras del espacio de fase según las propiedades astrofísicas de las galaxias. Para esto vamos a dividir nuestra muestra según cuatro propiedades:

- *Tasa de formación estelar específica*
- *Color* $(g - r)^{0*}$
- *Fracción de gas:*

$$f_{\text{gas}} = \frac{M_{\text{gas}}}{M_{\text{gas}} + M_{\star}} \quad (5.1)$$

- *Edad estelar media*

Cabe mencionar que decidimos incluir solamente aquellas galaxias cuya magnitud en la banda r sea más brillante que -19 magnitudes de manera tal de evitar que las distribuciones estén dominadas por objetos de baja masa. Elegimos el primer y último decil de las distribuciones de estos parámetros para definir los valores límites de las submuestras que compararemos, los cuales listamos en la Tabla 5.1.

Tabla 5.1: Valores del primer y último decil de las distribuciones de las propiedades astrofísicas.

Propiedad	Primer decil		Último decil	
$\log_{10}(sSFR) [\text{yr}^{-1}]$	No formantes	$-11,2$	Formantes	$-9,5$
$(g - r)^0 [\text{mag}]$	Extremo azul	$0,3$	Extremo rojo	$0,8$
$f_{\text{gas}} [\%]$	Baja fracción	$3,4$	Alta fracción	$58,3$
Edad $_{\star}$ [Gyr]	Estrellas jóvenes	$2,7$	Estrellas viejas	$8,6$

Presentamos en la Figura 5.2 las distribuciones de exceso –análogas al panel inferior de la Figura 5.1– de las cuatro propiedades astrofísicas arriba mencionadas de arriba hacia abajo y de izquierda a derecha. La escala de

*El supraíndice 0 indica color corregido por polvo.

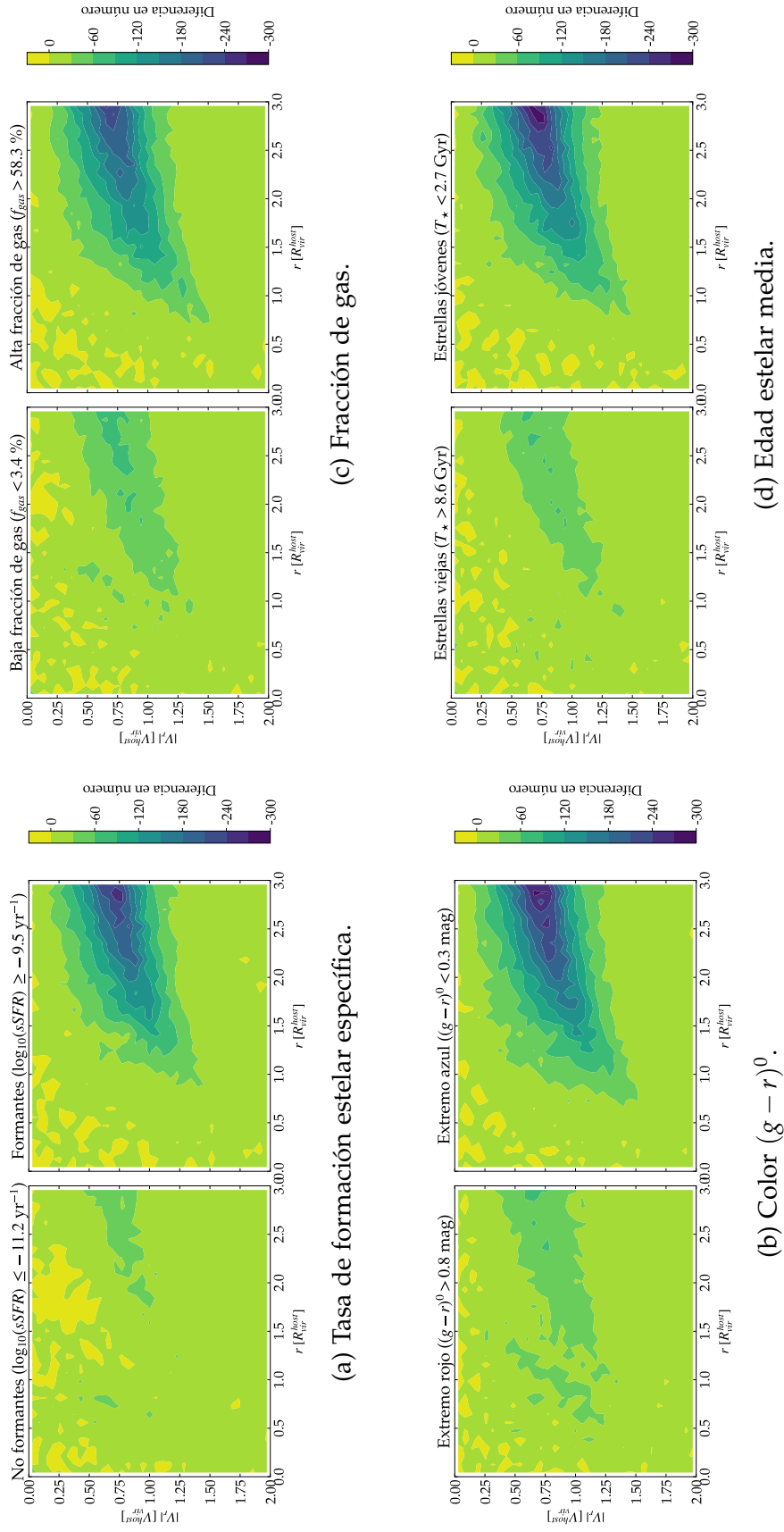


Figura 5.2: Distribución bidimensional en curvas de nivel del exceso de galaxias en el espacio de fase velocidad radial - distancia al halo huésped según sus propiedades astrofísicas. Tanto la velocidad radial como la distancia se encuentran escaladas a la velocidad y radio virial del halo huésped, respectivamente.

colores nuevamente indica en colores azules / violáceos un exceso de galaxias con velocidades radiales negativas, mientras que el color verde refiere a una simetría entre el número de objetos con velocidades positivas y negativas a la distancia considerada. Destacamos en este punto que las cuatro escalas de colores son iguales de manera tal de poder hacer comparaciones incluso entre las propiedades y que bins con valor igual a cero no implican una ausencia de objetos sino una igualdad en el número de objetos con velocidades positivas y negativas.

En primera instancia podemos ver la gran diferencia que hay entre ambos gráficos de cada propiedad y la consistencia entre los cuatro paneles. Es clara la preponderancia de galaxias formantes, azules, con alta fracción de gas y población estelar joven poblando la zona del *infall*. En los cuatro casos observamos una estructura bien definida con sutiles diferencias. En particular, los objetos más azules tienen un exceso detectable incluso dentro del radio virial del halo principal e incluso a distancias cercanas a medio radio virial, al igual que el caso de galaxias con una alta fracción de gas.

Por otra parte, galaxias con baja tasa de formación estelar específica, rojas, con baja fracción de gas y poblaciones estelares viejas, exhiben un exceso en la zona del *infall* mucho más débil. Este efecto resulta más apreciable para el caso de objetos con *sSFR* pequeña (primer panel de la izquierda), el cual muestra un exceso detectable sólo hasta $2 R_{\text{vir}}$ en contraposición al resto de las propiedades en las cuales la estructura se extiende hasta el radio virial.

Las diferencias entre ambas poblaciones para cada propiedad astrofísica nos hacen ver que la población de galaxias en su primer acercamiento al cúmulo son mayormente galaxias formantes, azules, con alto contenido de gas y estrellas jóvenes. Más aún, podemos ver que objetos de estas características muestran una predilección por la dirección radial dada su ubicación en este espacio de fase.

5.3 LA DISTRIBUCIÓN ANGULAR DE LAS GALAXIAS SEGÚN SUS PROPIEDADES ASTROFÍSICAS

Hasta aquí analizamos la distribución de objetos en el espacio de fase velocidad radial – distancia al centro del halo y hablamos de las diferencias en términos de la *radialidad* de la acreción. Sin embargo, a partir de ese estudio nada podemos decir de la distribución angular de nuestra muestra, ni de la existencia ni del número de direcciones preferenciales de entrada y salida del cúmulo. Planteamos algunos interrogantes tales como: ¿qué direcciones eligen las galaxias que entran al cúmulo? ¿Por dónde salen? ¿Hay alguna relación entre las propiedades astrofísicas de las galaxias y su distribución

angular? Buscando respuestas es que estudiamos, a continuación, dónde se ubican estos objetos en coordenadas esféricas centradas en el halo principal a partir del uso de mapas HEALPix y cuantificamos estos resultados a través de una descomposición en armónicos esféricos de los mismos. Presentamos en las próximas secciones una breve descripción de esta descomposición, un análisis de la distribución de la muestra completa de galaxias en conjunto con la descomposición en armónicos esféricos y el estudio de las diferencias en estas distribuciones según las propiedades astrofísicas de las galaxias.

5.3.1 Descomposición en armónicos esféricos según HEALPix

Una función f en la esfera puede ser expandida a partir de armónicos esféricos $Y_{\ell m}$ de la siguiente manera:

$$f(\gamma) = \sum_{\ell=0}^{\ell_{\max}} \sum_m a_{\ell m} Y_{\ell m}(\gamma) \quad (5.2)$$

donde γ denota un vector unitario apuntando al ángulo polar $\theta \in [0, \pi]$ y acimut $\phi \in [0, 2\pi)$; la suma sobre m va desde $-\ell_{\max}$ hasta ℓ_{\max} ; además asumimos que la señal es insignificante para $\ell > \ell_{\max}$ y los armónicos esféricos están definidos como

$$Y_{\ell m}(\theta, \phi) = \lambda_{\ell m}(\cos \theta) e^{im\phi} \quad (5.3)$$

donde

$$\lambda_{\ell m}(x) = \sqrt{\frac{2\ell + 1}{4\pi} \frac{(\ell - m)!}{(\ell + m)!}} P_{\ell m}(x), \quad \text{para } m \geq 0 \quad (5.4)$$








$$\lambda_{\ell m} = (-1)^m \lambda_{\ell |m|}, \quad \text{para } m < 0 \quad (5.5)$$

$$\lambda_{\ell m} = 0, \quad \text{para } |m| > \ell \quad (5.6)$$

siendo $P_{\ell m}$ los polinomios asociados de Legendre.

Para entender estas funciones, presentamos en la Figura 5.3 una visualización de los primeros armónicos esféricos reales. Colores claros representan regiones donde la función es positiva y colores oscuros, regiones donde es negativa. La distancia de la superficie al punto de origen indica el valor absoluto de $Y_{\ell m}(\theta, \phi)$.

Pixelizar $f(\gamma)$ es equivalente a muestrear esta función en N_{pix} puntos γ_p , donde $p \in [0, N_{\text{pix}} - 1]$. De esta manera, los valores f_p de esta función pueden

ℓ :		$P_\ell^m(\cos\theta) \cos(m\varphi)$	$P_\ell^{ m }(\cos\theta) \sin(m \varphi)$
0	s		
1	p		
2	d		
3	f		
4	g		
5	h		
6	i		
m:		6 5 4 3 2 1 0	-1 -2 -3 -4 -5 -6

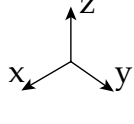


Figura 5.3: Representación visual de los primeros esféricos armónicos reales. Las porciones claras representan regiones donde la función es positiva y las porciones oscuras representan regiones donde la función es negativa. Créditos de la imagen: Usuario:3eφp / Wikimedia Commons / Dominio público.

ser utilizados para estimar los coeficientes de los armónicos esféricos $a_{\ell m}$:

$$\hat{a}_{\ell m} = \frac{4\pi}{N_{\text{pix}}} \sum_{p=0}^{N_{\text{pix}}-1} Y_{\ell m}^*(\gamma_p) f(\gamma_p) \quad (5.7)$$

donde el superíndice * denota el complejo conjugado y se asume igual peso para cada píxel.

Finalmente, estos $\hat{a}_{\ell m}$ pueden utilizarse para computar estimas del espectro de potencia angular \hat{C}_ℓ a partir de la siguiente relación:

$$\hat{C}_\ell = \frac{1}{2\ell + 1} \sum_m |\hat{a}_{\ell m}|^2 \quad (5.8)$$

Es importante notar que esta definición implica que la potencia total dado un número de onda ℓ será $(2\ell + 1)C_\ell$ dado que existen $2\ell + 1$ modos por cada ℓ .

5.3.2 Distribución angular total de galaxias y espectro de potencias

A partir de este marco teórico, analicemos la distribución angular de nuestra muestra resultante restringida a objetos más brillantes que -19 magnitudes en

la banda r . Dividiremos las galaxias en seis submuestras según el signo de la velocidad radial ($V_r/V_{\text{vir}} > 0$ y $V_r/V_{\text{vir}} < 0$) y la distancia al centro del halo principal ($0 < r/R_{\text{vir}} \leq 1$, $1 < r/R_{\text{vir}} \leq 2$ y $2 < r/R_{\text{vir}} \leq 3$). Cabe recordar que en cada cáscara de distancia, se proyectan las posiciones de cada galaxia sobre el *cielo* en coordenadas esféricas y se contabiliza el número de objetos en cada píxel¹.

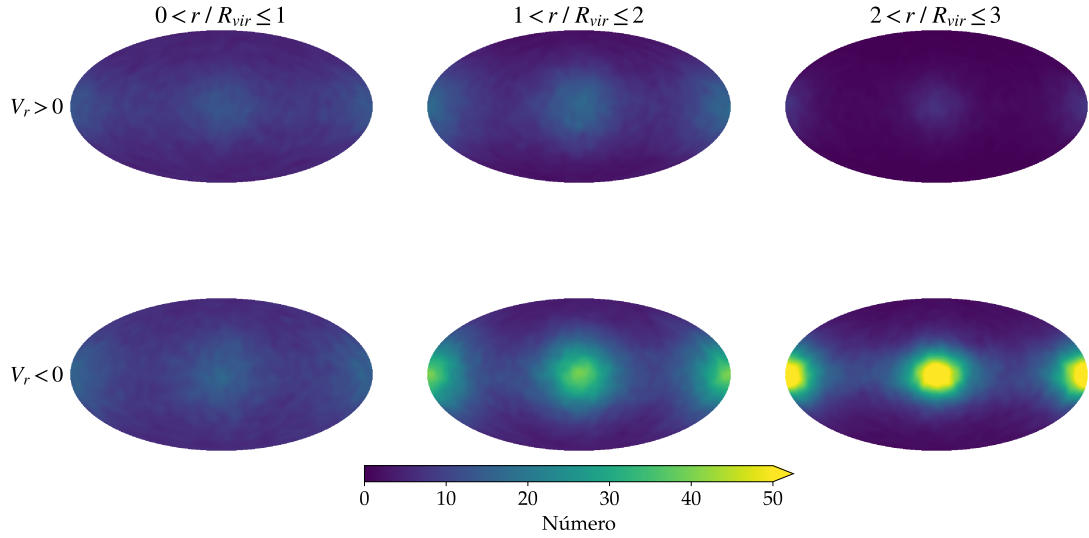
Presentamos entonces en el panel superior de la Figura 5.4, los seis mapas de distribución angular de las galaxias en cada submuestra, en la fila superior para galaxias con velocidades radiales positivas, en la fila inferior para galaxias con velocidades radiales negativas, en las tres columnas las tres cáscaras de distancia y en escala de colores el número de objetos por píxel. Lo primero a destacar es la alta concentración de objetos en lugares específicos de estos mapas. Si recordamos la Figura 4.5 respecto a la posición de los tres ejes principales de inercia en estos mapas, podemos ver que esta dirección preferencial corresponde a la posición del eje mayor de inercia en el *cielo*, es decir, que independientemente de la distancia y el signo de la velocidad radial encontramos una predilección por este eje.

Ahora bien, es evidente además que no en todos los casos tenemos el mismo número de objetos y por ende resulta difícil evaluar cuán concentrados están sobre esta dirección o no. Para analizar en más detalle este aspecto, presentamos en el panel inferior de la Figura 5.4 el espectro de potencias para los seis mapas: velocidades radiales positivas a la izquierda, negativas a la derecha y las tres cáscaras de distancia en curvas amarillas, rojas y azules desde el centro hasta $3 R_{\text{vir}}$. Recordamos que la potencia total por número de onda es $(2\ell + 1)C_\ell$ dado que existen $2\ell + 1$ modos por cada ℓ .

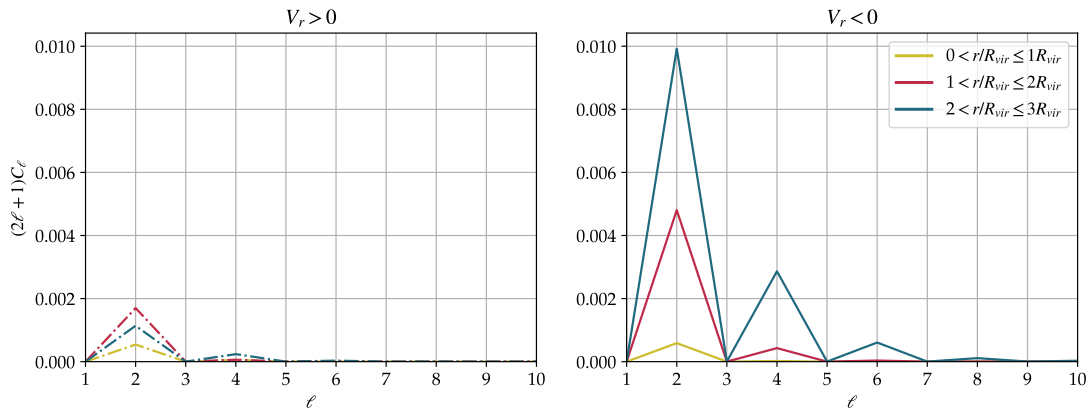
Observando estas figuras lo primero que resulta evidente que los multipolos impares no presentan señal en ninguno de los casos. Para explicar esto, recordemos la Figura 5.3 donde presentamos los primeros armónicos esféricos. Si miramos las filas correspondientes a los multipolos impares, vemos que las distribuciones son asimétricas en cada dirección, es decir, que a lo largo de una misma dirección tenemos una región positiva y una negativa respecto al centro. En nuestro escenario, eso implicaría una concentración de objetos a lo largo de un semieje positivo que no debería estar presente en el semieje negativo. Sin embargo, esto no sólo resulta poco intuitivo sino que en el apilamiento de nuestra muestra nunca establecimos un criterio para diferenciar ambas direcciones y por ende es razonable que los multipolos impares sean nulos.

Por otra parte, prestemos atención a los multipolos pares. El cuadrupolo ($\ell = 2$) es claramente el multipolo predominante independientemente del signo de la velocidad radial y de la distancia, aunque muestra claras diferencias

¹Ver Sección 4.5.2 para detalles sobre la construcción de los mapas.



(a) Distribución angular proyectada de las posiciones de todas las galaxias en la muestra según su velocidad radial y distancia al centro. En escala de colores se muestra el número de objetos en cada píxel.



(b) Espectros de potencia de la distribución angular de galaxias con velocidades radiales positivas (*panel izquierdo*) y negativas (*panel derecho*) en tres cáscaras de distancia: $0 < r/R_{\text{vir}} \leq 1$, $1 < r/R_{\text{vir}} \leq 2$ y $2 < r/R_{\text{vir}} \leq 3$ (*curvas amarillas, rojas y azules*, respectivamente).

Figura 5.4: Distribución angular de la muestra resultante de galaxias con magnitud en la banda r más brillante que -19 .

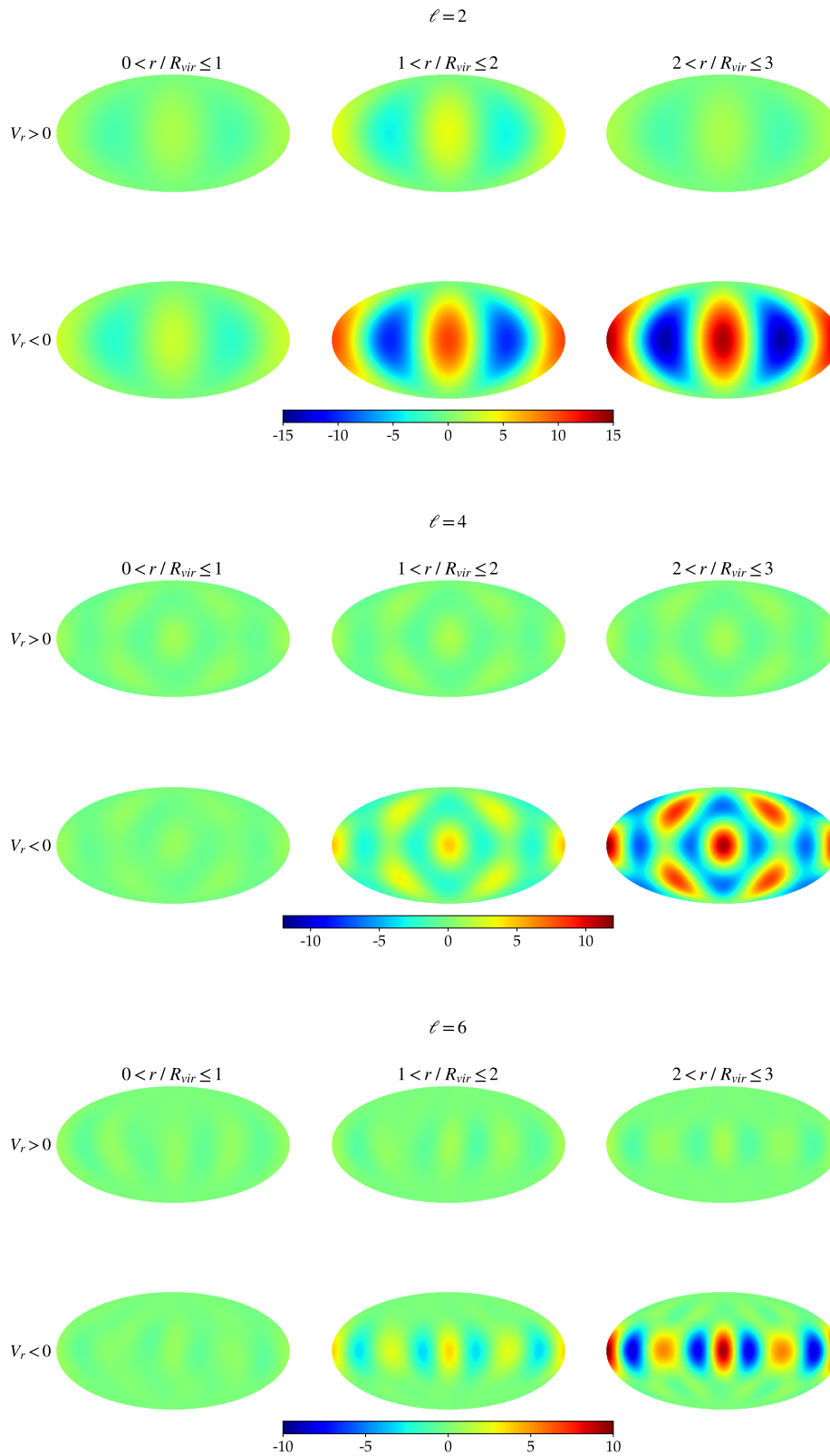


Figura 5.5: Primeros multipolos pares extraídos de los mapas de distribución angular de la Figura 5.4. De arriba hacia abajo: $\ell = 2$ (cuadrupolo), $\ell = 4$ y $\ell = 6$.

en intensidad en las distintas submuestras, siendo más importante a medida que nos alejamos del centro del halo principal para velocidades negativas. Estas curvas nos muestran que las galaxias acercándose al cúmulo lo hacen mayormente por una dirección preferencial dada por el cuadrupolo y se alejan del mismo preferentemente también por una única dirección dada por el primer autovector del momento cuadrupolar. Sin embargo, podemos ver que para el caso de velocidades radiales negativas y especialmente para las distancias más lejanas al centro, los multipolos $\ell = 4$ y $\ell = 6$ no son despreciables. Esto quiere decir que si bien existe una dirección preferencial, no es única, sino que hay más de una. Por lo tanto, podríamos pensar que estamos ante un escenario en el cual los objetos caen al cúmulo desde varias direcciones pero salen del mismo principalmente a través de una única dirección.

Para entender bien a qué nos referimos, presentamos en la Figura 5.5 los tres primeros multipolos pares extraídos del mapa de distribución angular. De arriba hacia abajo encontramos primero el cuadrupolo según el signo de la velocidad radial (filas) y distancia al centro (columnas). En estos mapas resulta evidente que la dirección preferencial de la que hablamos previamente corresponde al eje mayor de inercia, lo cual era evidente del mapa original. Consistentemente con el espectro de potencias, vemos que en el caso de velocidades negativas la señal es mucho más fuerte que en velocidades positivas y disminuye a medida que nos acercamos al centro, pero está presente en los seis mapas.

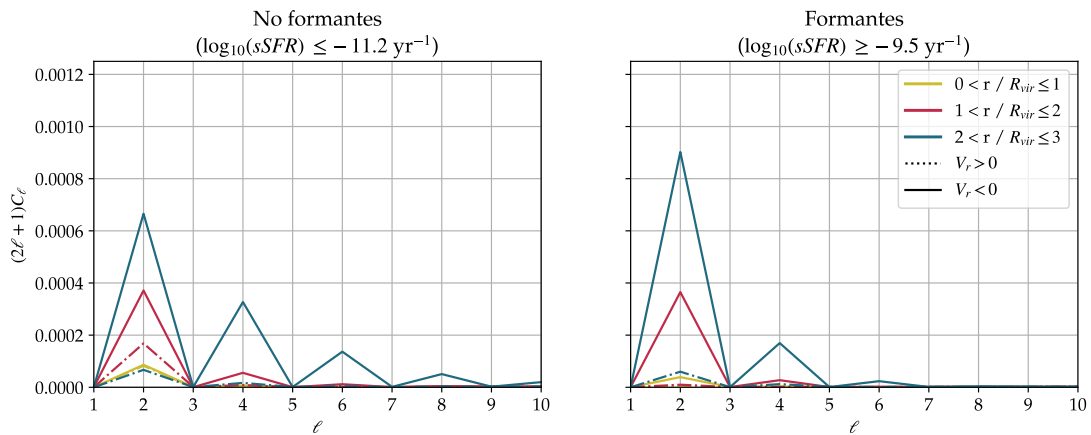
En el panel inferior podemos encontrar el multipolo $\ell = 6$. En este caso, vemos no sólo una concentración sobre el eje mayor que ha sido la única constante a lo largo de este análisis, sino también una concentración de objetos sobre el eje intermedio, aunque mucho menor. Esta señal es evidente para el caso de velocidades radiales negativas a distancias mayores a $2 R_{\text{vir}}$ y casi imperceptible en el resto de los mapas tal como habíamos observado en el espectro de potencias.

5.3.3 *Distribución angular de galaxias según sus propiedades astrofísicas y sus espectros de potencias*

A continuación nos preguntamos si esta distribución angular es independiente de las características de las galaxias, es decir, si galaxias con diferentes propiedades astrofísicas muestran diferencias en sus espectros de potencias. Para analizar este aspecto, dividimos nuestra muestra según la tasa de formación estelar específica, el color, la fracción de gas y la edad estelar media de la misma manera que en la Sección 5.2 y utilizando los mismos límites establecidos en la Tabla 5.1. Calculamos para cada caso los espectros de potencia y

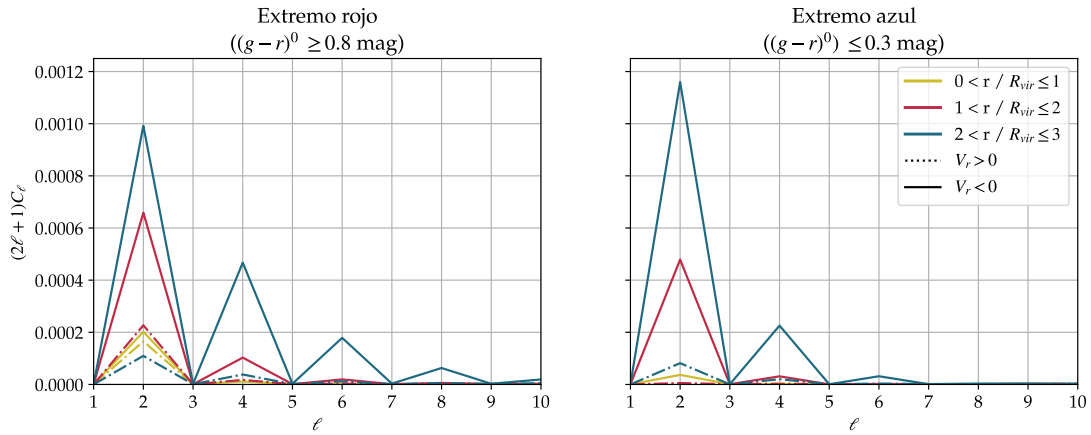
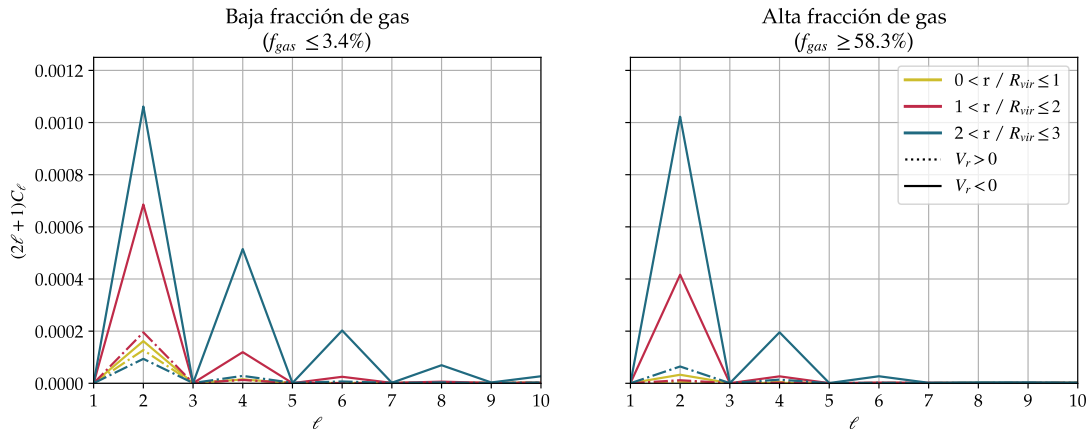
presentamos en la Figura 5.6 un panel por cada submuestra y una fila por cada propiedad: 5.6a) $sSFR$, 5.6b) color $(g-r)^0$, 5.6c) fracción de gas y 5.6d) edad estelar media. En la columna izquierda tenemos galaxias no formantes, rojas, con baja fracción de gas y población estelar vieja; en cada panel presentamos curvas sólidas y punteadas para el caso de velocidades radiales negativas y positivas, respectivamente, y de colores amarillo, rojo y azul para las tres cáscaras de distancia desde el centro hasta $3 R_{\text{vir}}$.

Miremos la primera fila correspondiente a la tasa de formación estelar específica. A la izquierda, tenemos el espectro de potencias de la submuestra de galaxias no formantes ($\log_{10}(sSFR) \leq -11,2 \text{ yr}^{-1}$) y a la derecha, las galaxias formantes ($\log_{10}(sSFR) \geq -9,5 \text{ yr}^{-1}$). Es evidente que en ambos casos el multipolo dominante es el cuadrupolo independientemente de la distancia y el signo de la velocidad radial. No obstante, si observamos detenidamente las curvas punteadas de velocidades positivas, vemos que el caso de galaxias formadoras de estrellas presenta amplitudes muy pequeñas comparadas con las no formantes. Si ahora nos concentramos en las curvas sólidas correspondientes a velocidades radiales negativas, encontramos una gran diferencia no sólo en amplitud del cuadrupolo sino también en multipolos pares más altos. Galaxias con baja $sSFR$ presentan amplitudes no despreciables en los multipolos $\ell = 2, 4, 6$ e incluso $\ell = 8$, mientras que en objetos formantes sólo tienen relevancia los multipolos $\ell = 2, 4$ (para $r > 2 R_{\text{vir}}$). Este resultado nos muestra cómo objetos con diferentes tasas de formación estelar específica se acercan al cúmulo principal de diferentes maneras. En el caso de alta forma-

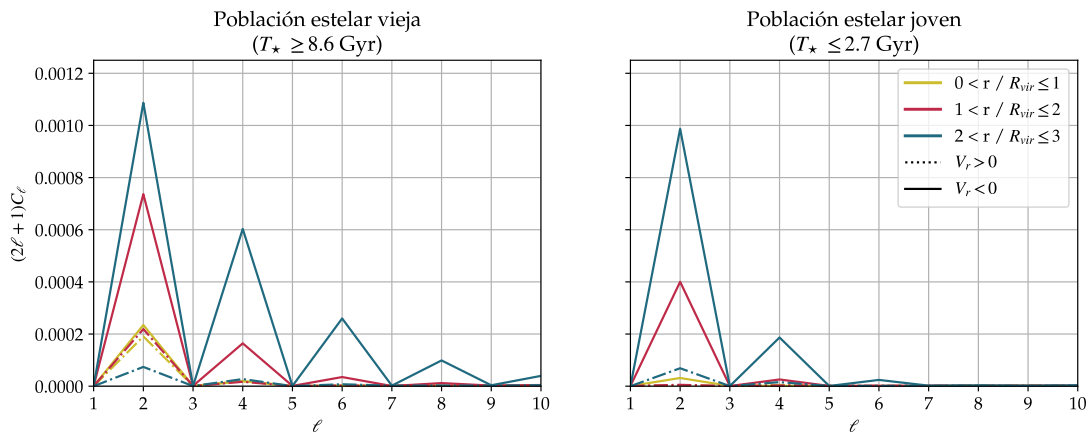


(a) Según la tasa de formación estelar específica.

Figura 5.6: Espectros de potencia de la distribución angular de galaxias según sus propiedades astrofísicas para galaxias con velocidades radiales positivas y negativas en *curvas punteadas y sólidas* y según la distancia al centro del halo principal (*curvas amarillas, rojas y azules* en orden creciente).

(b) Según el color $(g - r)^0$.

(c) Según la fracción de gas.



(d) Según la edad estelar media.

Figura 5.6: (cont.) Espectros de potencia de la distribución angular de galaxias según sus propiedades astrofísicas para galaxias con velocidades radiales positivas y negativas en *curvas punteadas y sólidas*, y según la distancia al centro del halo principal (*curvas amarillas, rojas y azules* en orden creciente).

ción estelar existe una dirección principal dada por el cuadrupolo a la cual se agrega una segunda dirección, aunque de menor importancia, indicada por la señal en $\ell = 4$ por la cual las galaxias caen al cúmulo. Sin embargo, en el caso de baja formación estelar, los multipolos de orden más alto nos indican que estos objetos se acercan desde varias direcciones y el hecho de que las amplitudes decaigan más suavemente nos habla de la importancia relativa entre estas distintas direcciones. Finalmente, cabe mencionar que a medida que nos acercamos al centro del halo estas diferencias entre ambas submuestras se difuminan mostrando comportamientos muy similares a cortas distancias (para $r < R_{\text{vir}}$).

Si comparamos ahora el resto de las propiedades, vemos que muestran un buen acuerdo con el análisis que hicimos sobre la tasa de formación estelar específica, resultado esperable dada la correlación entre estas cuatro propiedades astrofísicas. En todos los casos el cuadrupolo es el multipolo dominante y para los casos de galaxias azules, con alta fracción de gas y población estelar joven el único otro multipolo relevante es $\ell = 4$, aunque con una amplitud aproximadamente igual a un cuarto del cuadrupolo; mientras que galaxias rojas, con baja fracción de gas y población estelar vieja presentan señal en $\ell = 4, 6$ y 8 (para $r > 2 R_{\text{vir}}$). Las amplitudes relativas de los distintos multipolos se comportan de manera similar a lo analizado con la $sSFR$, al igual que las diferencias según el signo de la velocidad radial y la distancia al centro del halo principal.

5.4 DISCUSIÓN Y CONCLUSIONES

En el transcurso de este capítulo analizamos las distribuciones radiales y angulares de galaxias en cúmulos según sus propiedades astrofísicas. En el espacio de fase *velocidad radial – distancia al centro del halo principal* pudimos observar con claridad el *infall* neto de estos cúmulos de manera consistente con trabajos previos (Sales et al., 2007; Oman et al., 2013). Las galaxias en su primer acercamiento pueblan una región bien definida de este espacio de fase y el exceso de objetos en la misma es la característica principal de esta distribución. Más aún, encontramos una fuerte correlación entre esta distribución de galaxias y sus propiedades astrofísicas. Objetos formadores de estrellas, de colores azules, con alto contenido de gas y población estelar joven predominan en la zona del *infall*; mientras que galaxias con baja tasa de formación estelar específica, rojas, con baja fracción de gas y estrellas viejas se distribuyen de manera más homogénea y si bien podemos encontrarlas en esta región, es en cantidades mucho menores.

Dedicamos la segunda mitad de este capítulo a estudiar las distribuciones

angulares de manera tal de complementar el análisis radial y encontramos que el eje principal de inercia es la dirección preferencial para las galaxias en nuestra muestra. Tanto para velocidades radiales negativas como positivas y considerando distancias hasta $3 R_{\text{vir}}$, los objetos muestran una predilección por esta dirección. Un análisis del espectro de potencias de estas distribuciones nos facilitó observar que sólo para el caso de galaxias acercándose al centro del cúmulo, el eje intermedio de inercia se presenta como una dirección privilegiada extra, aunque de menor importancia. Sin embargo, en el caso de velocidades radiales positivas no ocurre lo mismo. Más aún, este resultado es especialmente importante para las distancias más grandes y disminuye a medida que nos acercamos al centro, es decir que las intensidades de los multipolos disminuyen a medida que disminuye la distancia. Así es como nos encontramos con un escenario en el cual las galaxias se acercan a través de algunas pocas direcciones preferenciales y a medida que se aproximan al centro esas direcciones colapsan hasta que sólo resta un único camino al cúmulo principal. Incluso aquellos objetos que logran alejarse del mismo lo hacen a través de una única dirección especial que coincide con el eje principal de inercia.

Finalmente, examinamos la relación entre las distribuciones angulares y las propiedades astrofísicas de las galaxias. Identificamos claras diferencias en los espectros de potencias según la tasa de formación estelar específica, el color, la fracción de gas y la edad estelar media de estos objetos. Observamos a partir de la señal de los multipolos $\ell = 2, 4$ que galaxias azules, formadoras de estrellas, con alto contenido de gas y población estelar joven se acercan al cúmulo principal desde dos direcciones preferenciales, siendo una mucho más relevante que la otra. Por otra parte, para objetos en el otro extremo de estas características encontramos un mayor número de direcciones privilegiadas, mostrando así evidencia de un *infall* menos estructurado, resultado que está en acuerdo con lo analizado desde el punto de vista radial.

6

PROPIEDADES ASTROFÍSICAS DE LAS GALAXIAS SEGÚN LAS DIRECCIONES DE ACRECIÓN EN RELACIÓN A LOS EJES PRINCIPALES DE INERCIA DEL SISTEMA

En este capítulo describiremos el análisis llevado a cabo de las propiedades astrofísicas de la muestra de galaxias según las direcciones de acreción y en relación a los ejes principales de inercia de nuestros sistemas. Buscamos entender cómo las diferencias en las características de los cúmulos pueden influir en las propiedades medias de las galaxias y las razones físicas por las cuales se evidencian ciertas tendencias.

Cabe aclarar que en lo que resta de esta tesis, decidimos dividir nuestro espacio de fase en seis sectores según el signo de la velocidad radial y la distancia al centro del cúmulo. En cada figura que contenga mapas HEALPIX (tales como las Figuras 6.1, 6.3, 6.5 o 6.7), encontraremos en la línea superior aquellas galaxias que tienen velocidad radial positiva respecto al centro del halo principal, es decir que se están alejando del cúmulo, mientras que en la línea inferior, encontraremos las galaxias acercándose al cúmulo, es decir con velocidad radial negativa. Además, presentamos tres columnas para tres rangos de distancias diferentes: galaxias ubicadas entre 0 y $1 R_{\text{vir}}$ del halo principal, entre 1 y $2 R_{\text{vir}}$ y entre 2 y $3 R_{\text{vir}}$. En cada mapa, calculamos para cada píxel, el promedio de la propiedad en cuestión, el cual se muestra en la escala de colores.

Comenzaremos por analizar la distribución en el *cielo* de algunas propiedades astrofísicas medias¹ en el caso de cúmulos masivos, de manera tal de garantizarnos una buena determinación de sus ejes. A lo largo de este capítulo mostraremos resultados correspondientes al estudio de cúmulos cuyos halos poseen una masa virial $M_{\text{vir}} \geq 5 \times 10^{14} h^{-1} M_{\odot}$ y abordaremos las siguientes propiedades astrofísicas:

- *Tasa de formación estelar específica*

¹Ver Sección 4.5.2 para detalles sobre la construcción de los mapas.

- *Color* $(g - r)^0$
- *Fracción de gas* $(M_{\text{gas}} / (M_{\text{gas}} + M_{\star}))$
- *Edad estelar media*

6.1 TASA DE FORMACIÓN ESTELAR ESPECÍFICA

En primera instancia, analizaremos la tasa de formación estelar específica (o *sSFR* por sus siglas en inglés: *specific Star Formation Rate*), es decir, la tasa de formación estelar por unidad de masa.

En la Figura 6.1 mostramos seis mapas de la *sSFR* media en escala de colores logarítmica para galaxias con velocidades relativas al centro positivas en la fila superior y negativas en la fila inferior y para tres rangos de distancia respecto al centro del halo principal en las tres columnas entre 0 y $3 R_{\text{vir}}$. En el caso de que algún píxel no contenga objetos, se denota con color gris, mientras que píxeles más rojos indican galaxias menos formantes en promedio que píxeles azules.

Lo primero a destacar es la diferencia en número que existe según los tres ejes principales de inercia. Si nos referimos a la Figura 4.5 –la cual considera la muestra total, no sólo las galaxias de esta sección– y prestamos atención a los valores máximos de las escalas de colores, vemos que hay una gran diferencia en los tres ejes. Hay una clara predominancia del eje mayor, seguido por el intermedio y el eje menor. En aquellos mapas, el panel superior del eje mayor contiene un $\sim 38\%$ de la muestra total de galaxias, el panel central del eje intermedio un $\sim 18\%$ y el panel inferior del eje menor tan sólo un $\sim 9\%$.

De todas maneras, y volviendo a los mapas de la *sSFR* (Fig. 6.1) no sólo observamos una diferencia en el número de objetos sino también en la distribución de la tasa de formación específica media. En primera instancia, resulta evidente que existe una clara diferencia entre las galaxias que están alejándose del centro (fila inferior) y las que están acercándose (fila superior), especialmente para distancias mayores al radio virial. Para velocidades negativas, a medida que nos acercamos al centro del cúmulo nos encontramos con galaxias cada vez menos formantes, efecto que se acentúa para las galaxias dentro del radio virial y saliendo del mismo.

Respecto a las distintas direcciones, sobre el eje mayor se ve una tasa de formación específica media mucho menor que sobre el eje menor en todos los mapas fuera del radio virial. Más aún, se puede apreciar un gradiente de la *sSFR* de acuerdo a la distancia con el eje mayor, encontrando galaxias menos formantes (en promedio) mientras más cerca del eje mayor se encuentren.

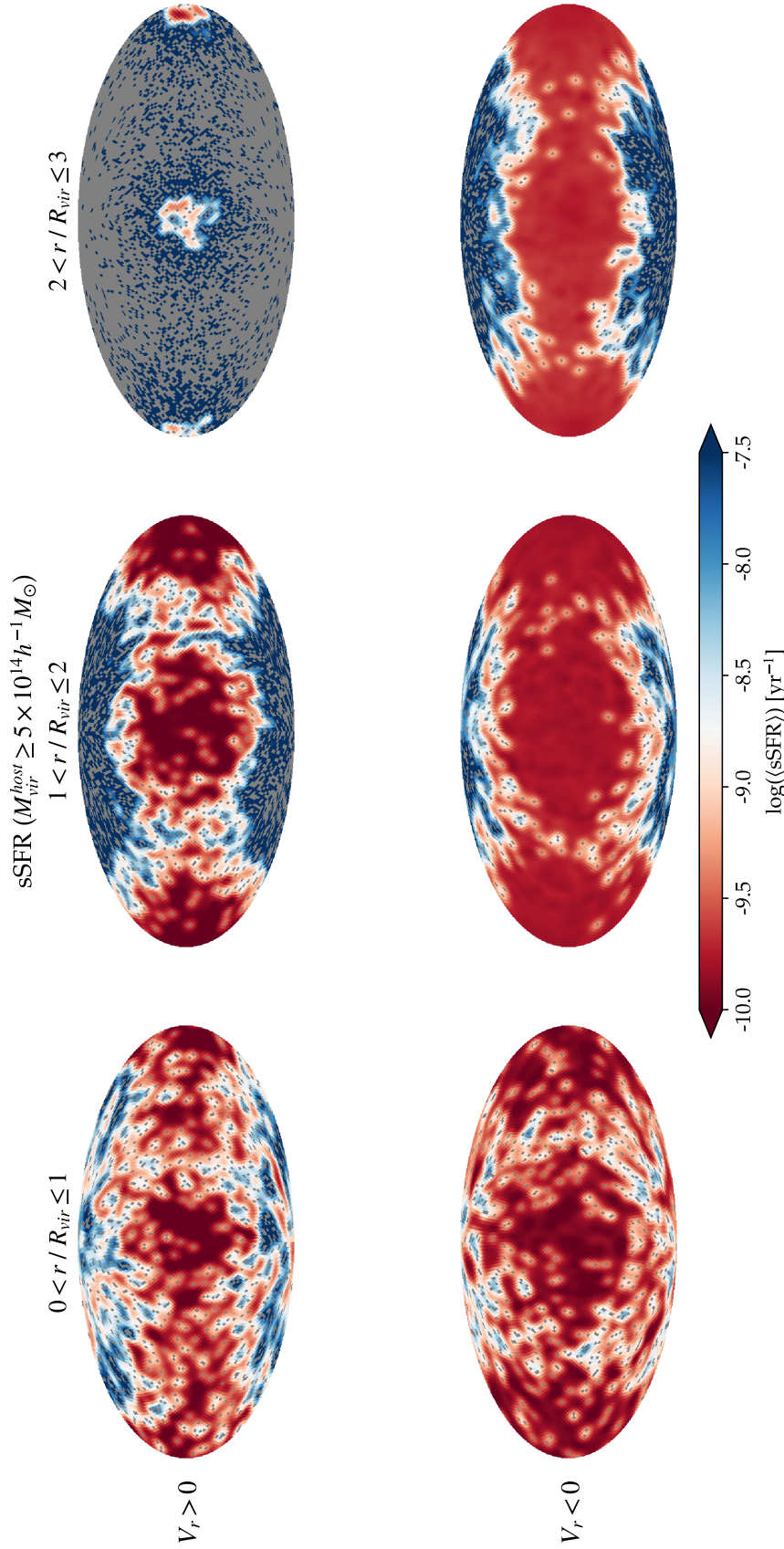


Figura 6.1: Distribución angular proyectada de la tasa de formación estelar específica media de galaxias con velocidades relativas al centro positivas (*fila superior*), galaxias con velocidades relativas negativas (*fila inferior*) y en tres cortes de distancia $0 < r/R_{\text{vir}} \leq 1$, $1 < r/R_{\text{vir}} \leq 2$ y $2 < r/R_{\text{vir}} \leq 3$ (columnas). En escala de colores se muestra la tasa de formación específica media de cada píxel y en gris, píxeles sin objetos.

Con el objetivo de cuantificar el análisis hecho hasta aquí, presentamos en la Figura 6.2 las curvas de tasa de formación estelar específica media en bins de distancia para galaxias con velocidades positivas (en líneas punteadas) y velocidades negativas (en línea continua). Calculamos la $sSFR$ promedio en tres anillos de distancia al eje principal de inercia según el ángulo que forma su posición con el eje mayor: entre 0° y $\sim 26^\circ$ (curva violeta), entre $\sim 26^\circ$ y $\sim 37^\circ$ (curva roja) y entre $\sim 37^\circ$ y $\sim 45^\circ$ (curva anaranjada), las cuales presentamos en el panel superior de dicha figura. Se muestran además los errores estadísticos de las medias de manera sombreada en el mismo esquema de colores.

Para velocidades negativas, podemos observar un gradiente en la $sSFR$ según la distancia al eje mayor de inercia, tal como mencionamos previamente: las galaxias más cercanas al eje mayor son menos formantes, alcanzando un 15% de diferencia relativa con respecto al anillo más lejano para distancias entre 2,5 y 3,0 R_{vir} ($2,0 \times 10^{-10} \text{ yr}^{-1}$ vs. $2,3 \times 10^{-10} \text{ yr}^{-1}$). A medida que nos acercamos al centro, este gradiente disminuye, llegando a obtener tres curvas estadísticamente indistinguibles dentro del radio virial. Por otra parte, para velocidades positivas no observamos diferencias según la distancia al eje mayor, siendo las interacciones dentro del radio virial las responsables de difuminar estos efectos.

En términos generales, además podemos notar que la $sSFR$ muestra una marcada pendiente para galaxias acercándose al cúmulo, disminuyendo a medida que se acercan al centro hasta llegar a un mínimo en el bin más central. Más aún, las galaxias que se encuentran alejándose del cúmulo muestran valores incluso más bajos en todo el rango de distancias.

Finalmente, analizamos qué diferencias presenta la tasa de formación estelar específica media según los tres ejes principales de inercia. Mostramos curvas análogas a las ya mencionadas pero seleccionando galaxias con posiciones cercanas a los ejes mayor (en azul), intermedio (en naranja) y menor (en verde) en el panel inferior de la Figura 6.2.

Tal como observamos en los mapas de $sSFR$ media, aquí también se evidencia que las galaxias ingresando sobre el eje menor son sistemáticamente más formantes que las que se acercan sobre el eje mayor, independientemente de la distancia. Fuera del radio virial, la diferencia relativa entre el eje menor y el mayor alcanzan un máximo del $\sim 35\%$ a mayores distancias, correspondiente a valores entre $2,7 \times 10^{-10} \text{ yr}^{-1}$ y $2,0 \times 10^{-10} \text{ yr}^{-1}$, respectivamente.

Respecto a las galaxias con velocidades radiales positivas podemos observar una tasa de formación estelar específica mayor para galaxias sobre el eje menor dentro del radio virial. Cabe aclarar que a estas distancias las galaxias satélites del halo principal dominan el comportamiento a diferencia de la región externa

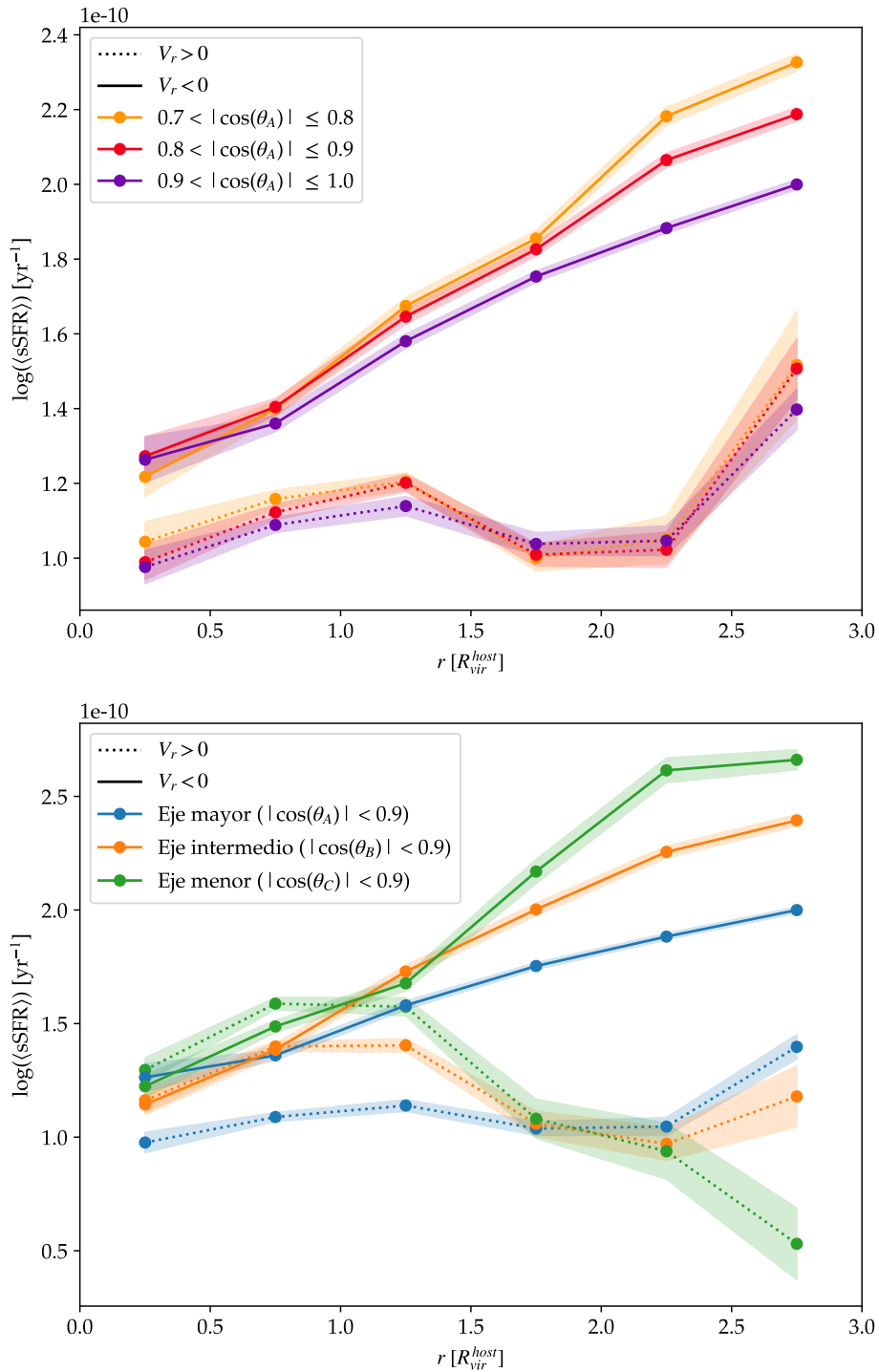


Figura 6.2: Tasa de formación estelar específica media como función de la distancia para galaxias con velocidades relativas al centro positivas (*curvas punteadas*) y velocidades negativas (*curvas sólidas*). *Arriba*: tres anillos de distancia al semieje mayor de inercia (en orden creciente, *curvas violeta, roja y anaranjada*, respectivamente). *Abajo*: según su cercanía a cada eje principal de inercia: mayor, intermedio y menor (*curvas azul, naranja y verde*, respectivamente).

al radio virial donde las galaxias centrales de los grupos vecinos cobran mayor importancia en la determinación de estas tendencias.

6.2 COLOR $(g - r)^0$

Continuaremos con el análisis del color $(g - r)^0$. En la Figura 6.3 presentamos los mapas de distribución del color medio en el *cielo* según la distancia al centro del halo principal y la velocidad radial de las galaxias al igual que en la Figura 6.1.

Resulta evidente, en una primera inspección, que existe una clara diferencia entre las galaxias que están acercándose y alejándose para las distancias más lejanas. Observamos un enrojecimiento de los objetos con velocidades negativas desde las distancias más lejanas hasta acercarnos al centro. Dentro del radio virial, encontramos las galaxias más rojas de toda la distribución independientemente del signo de la velocidad aunque con una sutil dependencia de la posición en el *cielo*. Fuera del radio virial y con velocidades positivas podemos apreciar cómo las interacciones en el interior del cúmulo han influido en el color de estos objetos provocando que las galaxias que se alejan del mismo presenten colores más rojos a causa de los efectos de *ram pressure* y *tidal stripping*, entre otros. Estos resultados correlacionan con lo analizado para la tasa de formación estelar específica.

En cierta forma y acompañando el análisis que venimos llevando a cabo hasta el momento, podemos pensar estos seis mapas como un DIAGRAMA EVOLUTIVO en el cual las galaxias entran por el mapa inferior de la derecha, se acercan al centro del cúmulo, y la mayoría permanecerá en su interior desarrollando órbitas internas. Aquellos objetos que, por la naturaleza de su interacción sean expulsados del cúmulo, saldrán con velocidades positivas llegando a detectar algunos pocos incluso a distancias mayores a 2 radios viriales. Esta interpretación nos permite hipotetizar respecto a la evolución de los distintos parámetros astrofísicos según la evolución de estos sistemas.

Por otra parte, no nos olvidemos que estos mapas nos brindan información sobre la distribución angular de estas propiedades. Es de destacar la diferencia que se presenta según el eje principal de inercia que observemos. No sólo existen diferencias en número como ya mencionamos, sino que también en los colores medios de cada píxel. Sobre el eje mayor se ubican galaxias más rojas que sobre los otros dos ejes, siendo las más azules las más cercanas al eje menor. Más aún, destacamos la presencia de un gradiente de color según la distancia angular al eje mayor, el cual es más relevante a distancias grandes y disminuye a medida que nos acercamos al centro del halo principal.

Presentamos en la Figura 6.4 las curvas que nos permitirán cuantificar

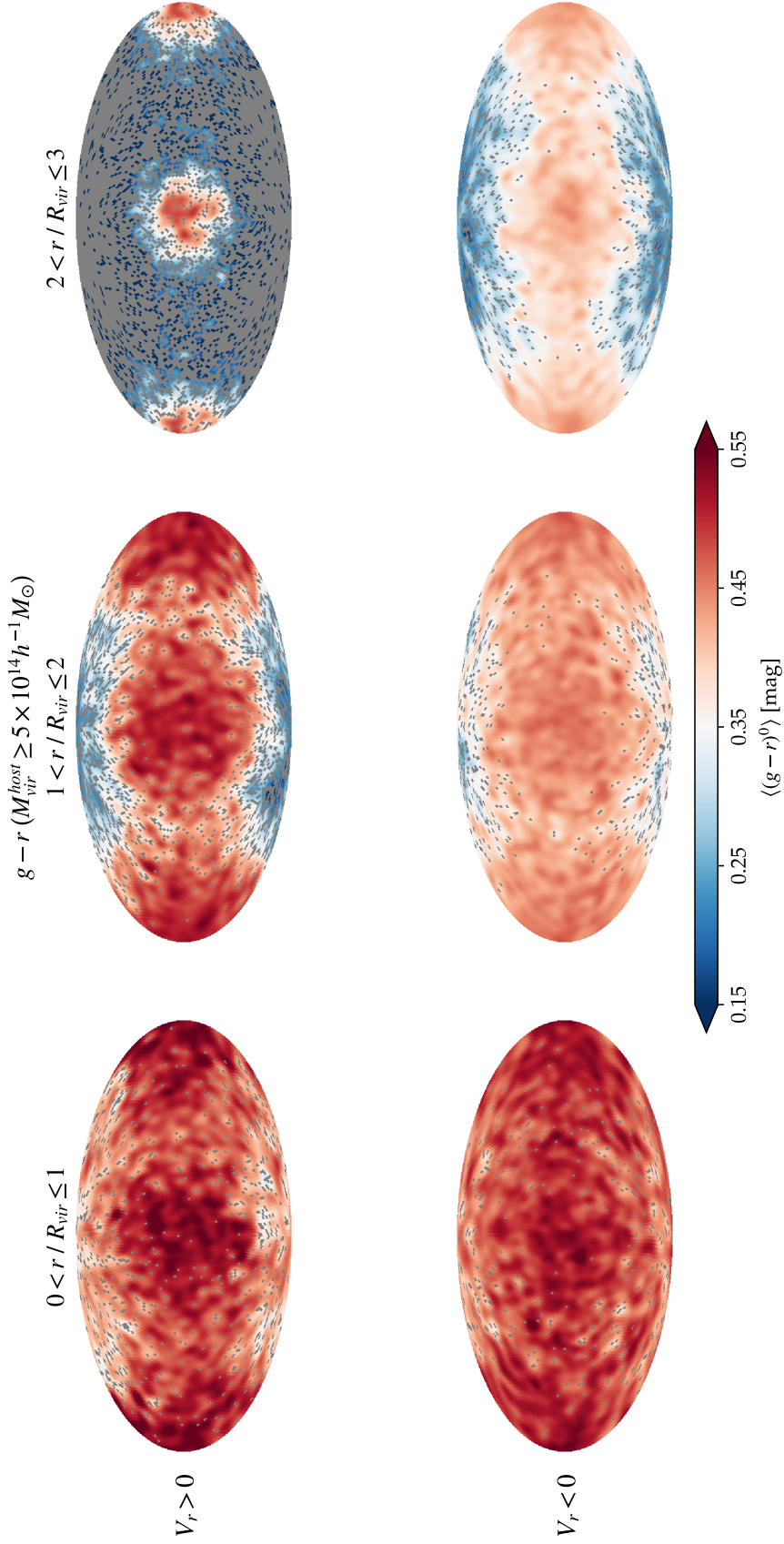


Figura 6.3: Distribución angular proyectada del color $(g - r)^0$ promedio de galaxias con velocidades relativas al centro positivas (*fila superior*), galaxias con velocidades relativas negativas (*fila inferior*) y en tres cortes de distancia $0 < r/R_{\text{vir}} \leq 1$, $1 < r/R_{\text{vir}} \leq 2$ y $2 < r/R_{\text{vir}} \leq 3$ (*columnas*). En escala de colores se muestra el color medio de cada píxel.

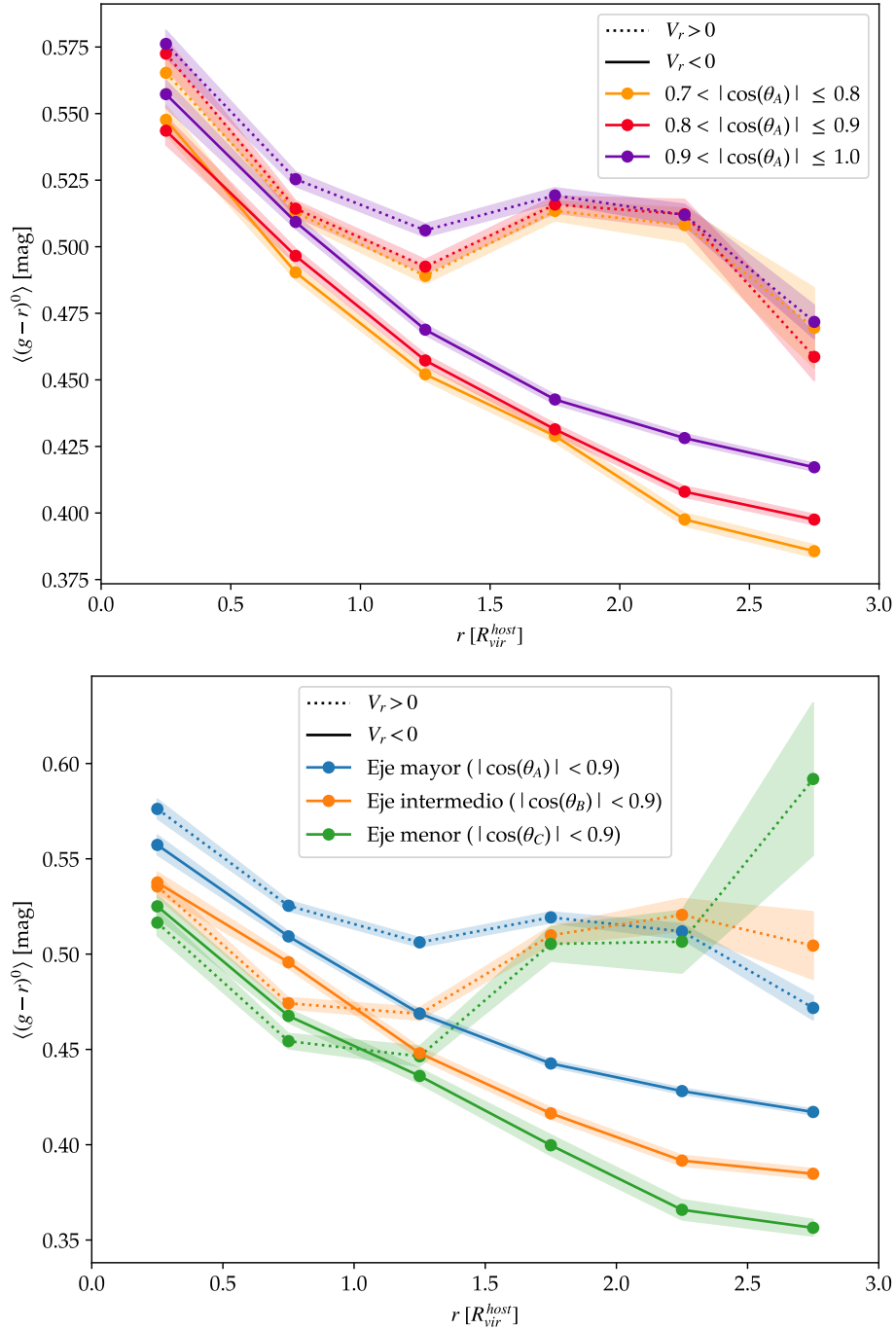


Figura 6.4: Color $(g-r)^0$ medio como función de la distancia para galaxias con velocidades relativas al centro positivas (*curvas punteadas*) y velocidades negativas (*curvas sólidas*). *Arriba*: tres anillos de distancia al semieje mayor de inercia (en orden creciente, *curvas violeta, roja y anaranjada*, respectivamente). *Abajo*: según su cercanía a cada eje principal de inercia: mayor, intermedio y menor (*curvas azul, naranja y verde*, respectivamente).

estas diferencias de manera análoga y utilizando el mismo esquema de colores que en la Figura 6.2. En el panel superior podemos ver cómo el color medio para galaxias acercándose al cúmulo muestra diferencias según la distancia al eje principal de inercia, siendo más rojas las galaxias más cercanas al eje. Este efecto, es más fuerte mientras más lejos del centro del cúmulo estén. Esto nos quiere decir que no da lo mismo ingresar al cúmulo casi sobre el eje principal de inercia que a unos grados de distancia. Mientras más cerca del eje esté una galaxia, más roja será, alcanzando una diferencia relativa máxima de un 5% a distancias entre 2,5 y 3,0 R_{vir} comparando distancias entre $0,7 < |\cos(\theta_A)| \leq 0,8$, donde el color medio es de 0,39 magnitudes y $0,9 < |\cos(\theta_A)| \leq 1,0$, donde el color medio es de 0,42 magnitudes.

Para el caso de galaxias alejándose del cúmulo, los efectos de las interacciones parecen haber disipado estas diferencias y el gradiente de color ya no está presente, al igual que con la tasa de formación estelar específica.

Si miramos el panel inferior de la Figura 6.4, veremos que además del gradiente según la distancia al eje mayor, existe un gradiente según el eje principal que observemos. Estas curvas continúan la tendencia que observamos en el panel superior y por ende resulta lógico que las galaxias ingresando sobre el eje menor sean más azules que las que se acercan en la dirección del eje mayor, siendo estas últimas un $\sim 15\%$ más rojas en distancias entre 2,5 y 3,0 R_{vir} , donde el color medio varía entre 0,36 y 0,42 magnitudes, respectivamente. Más aún, independientemente de la distancia, las curvas mantienen siempre esta relación de orden, con el eje intermedio ubicado entre el menor y el mayor.

Respecto a las galaxias con velocidades radiales positivas, los efectos se aprecian de manera considerable dentro del radio virial, manteniendo la tendencia a encontrar galaxias más azules sobre el eje menor que el mayor.

6.3 FRACCIÓN DE GAS

Analizaremos ahora cómo se comporta la fracción de gas. Para esto, la hemos definido como el cociente entre la masa de gas y la suma de las masas estelar y de gas, tal como especificamos en la ecuación 5.1. En la Figura 6.5 presentamos los mapas de fracción de gas en unidades porcentuales análogos a las Figuras 6.1 y 6.3. En la escala de colores, mostramos la fracción de gas media de manera tal que píxeles en colores más claros en tonalidades amarillas indican una fracción de gas mayor que píxeles con colores más oscuros y violáceos.

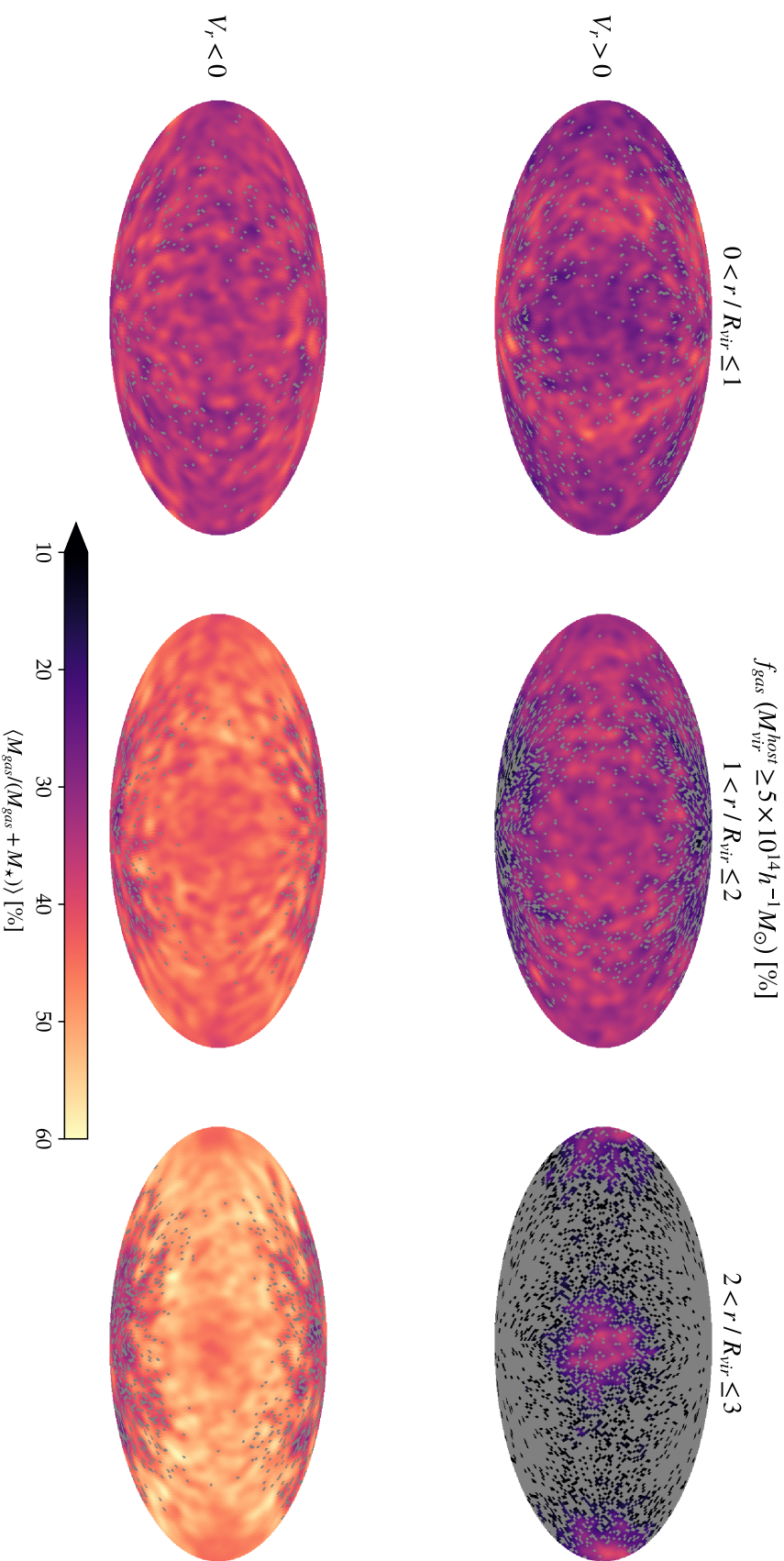


Figura 6.5: Distribución angular proyectada de la fracción de gas promedio de galaxias con velocidades relativas al centro positivas (*fila superior*), galaxias con velocidades relativas negativas (*fila inferior*) y en tres cortes de distancia $0 < r / R_{\text{vir}} \leq 1$, $1 < r / R_{\text{vir}} \leq 2$ y $2 < r / R_{\text{vir}} \leq 3$ (*columnas*). En escala de colores se muestra la fracción de gas media de cada píxel.

Tal como uno esperaría, la fracción de gas de las galaxias en su primera aproximación es mucho más alta que la del resto de la muestra. Esta cantidad va disminuyendo a medida que nos acercamos al centro del cúmulo y permanece en valores bajos tanto dentro del radio virial como para aquellas galaxias con velocidades radiales positivas. Pensando en términos evolutivos, los procesos físicos involucrados en las interacciones propician la pérdida de gas justificando una fracción menor dentro del radio virial. Más aún, si pensamos que las galaxias saliendo del cúmulo ya tuvieron un pasaje por su interior, es razonable que su fracción de gas sea aún menor. Estos resultados son todos consistentes con el análisis que llevamos a cabo para la $sSFR$ y el color.

En cuanto a la distribución angular, podemos observar notablemente el gradiente según la distancia al eje mayor siendo más importante para velocidades negativas y especialmente para distancias grandes. En la Figura 6.6, presentamos las curvas de fracción de gas media en función de la distancia de manera análoga a las Figuras 6.2 y 6.4.

Con el panel superior podemos cuantificar el gradiente respecto a la distancia al eje principal de inercia. A distancias menores a dos radios viriales y para velocidades negativas, sólo la curva de galaxias más cercanas al eje muestra diferencias apreciables indicando un menor contenido de gas, incluso dentro del radio virial, y alcanzando diferencias de entre un 5 % y un 10 % a mayores distancias. En esa misma zona pero para velocidades radiales positivas también observamos un menor contenido de gas para las galaxias alejándose en direcciones muy cercanas al eje mayor.

Si miramos el panel inferior, podemos observar las diferencias que presentan las galaxias según los tres ejes de inercia. Resulta claro que aquellas que se acercan por direcciones cercanas al eje menor tienen a lo largo de todo el rango de distancias una fracción de gas superior respecto a las que vienen sobre el eje mayor, alcanzando diferencias relativas de entre un 12 % a distancias entre 0 y $0,5 R_{\text{vir}}$ ($\langle f_{\text{gas}} \rangle = 32,5\%$ y $29,2\%$, respectivamente) y un 20 % entre $2,5$ y $3,0 R_{\text{vir}}$ ($\langle f_{\text{gas}} \rangle = 57,0\%$ y $47,6\%$, respectivamente). Recordando que el número de objetos ubicados cerca del eje menor es mucho más pequeño que cerca del eje mayor, podemos pensar que estas galaxias han tenido una menor probabilidad de interactuar con otras, haciendo que su camino hacia el cúmulo sea mucho menos turbulento y propiciando así la conservación de su gas en mayor medida que aquellas galaxias acercándose cerca del eje mayor.

Nuevamente, las curvas de las galaxias que están alejándose muestran diferencias dentro del radio virial que se difuminan fuera de él pero siempre conservando la relación entre el eje menor y el mayor.

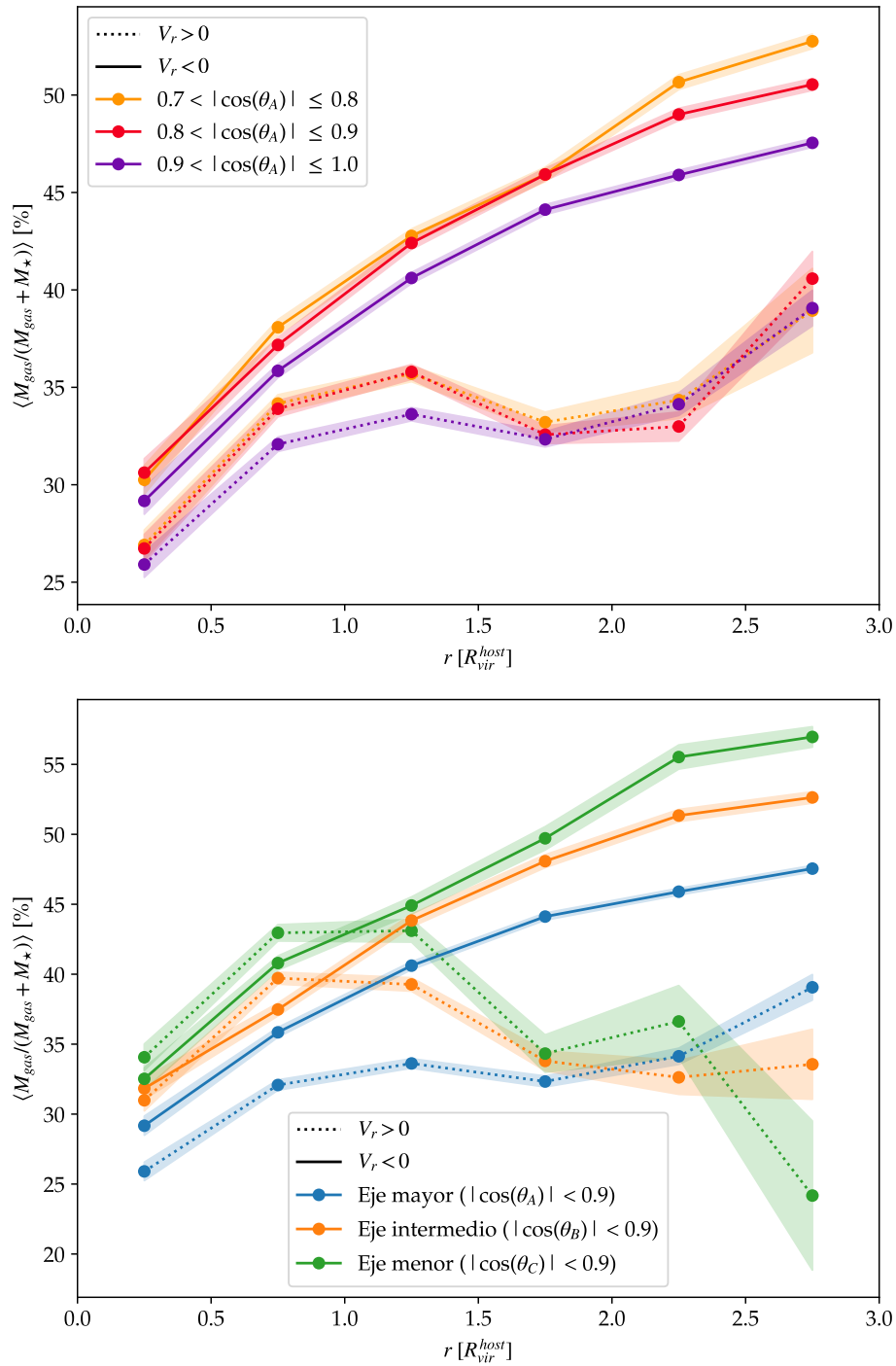


Figura 6.6: Fracción de gas media como función de la distancia para galaxias con velocidades relativas al centro positivas (*curvas punteadas*) y velocidades negativas (*curvas sólidas*). *Arriba*: distribución en tres anillos de distancia al semieje mayor de inercia (en orden creciente, *curvas violeta, roja y anaranjada*, respectivamente). *Abajo*: distribución según su cercanía a cada eje principal de inercia: mayor, intermedio y menor (*curvas azul, naranja y verde*, respectivamente).

6.4 EDAD ESTELAR MEDIA

A continuación, evaluemos cómo se distribuyen las edades estelares medias de estas galaxias. En la Figura 6.7 presentamos los mapas con la distribución angular del promedio de la edad estelar media tal como con las propiedades previas. En la escala de colores, mostramos la edad estelar media de manera tal que píxeles en colores más claros en tonalidades amarillas indican galaxias con estrellas más viejas en promedio que píxeles con colores más oscuros y violáceos.

Lo primero que podemos observar rápidamente es que las galaxias ubicadas dentro del radio virial del halo principal tienen una población estelar más vieja que las ubicadas fuera del mismo, con diferencias de entre 2 y 3 Gyrs. A medida que nos alejamos del centro encontramos galaxias con estrellas más jóvenes independientemente del signo de la velocidad radial. Sin embargo, si comparamos las distribuciones de galaxias con velocidades positivas y negativas pero a iguales distancias, vemos que sistemáticamente fuera del radio virial encontramos estrellas más jóvenes en galaxias acercándose al cúmulo respecto a aquellas que están alejándose. Este comportamiento también nos habla del carácter evolutivo que estos mapas nos permite estudiar. Las galaxias en su primer acercamiento contienen estrellas más jóvenes que aquellas que ya han sido acretadas por el cúmulo y llevan cierto tiempo viviendo en su interior. Continuando este razonamiento, resulta esperable que las galaxias que logran escapar del cúmulo luego de su paso por el pericentro, también tengan estrellas más jóvenes que las del interior, pero ligeramente más viejas que las del primer *infall*.

Con respecto a la distribución angular, vemos que nuevamente existen diferencias entre los tres ejes principales de inercia e incluso podemos apreciar el gradiente mencionado previamente respecto a la distancia al eje mayor. Presentamos entonces en la Figura 6.8 las curvas de edad estelar media según la distancia al centro, su velocidad radial y la distancia a los ejes de inercia con el mismo esquema de colores que en figuras análogas de este capítulo, de manera tal de cuantificar estos resultados.

En el panel superior podemos ver cómo las galaxias que se acercan con direcciones muy cercanas al eje mayor de inercia poseen estrellas más viejas que las provenientes en galaxias a una distancia un poco mayor, alcanzando una diferencia máxima de medio gigaaño entre 2,5 y 3,0 R_{vir} , donde las edades medias varían entre 3,83 y 3,39 Gyrs, respectivamente. Si consideramos en vez, aquellas galaxias con velocidades radiales positivas a distancias mayores al radio virial, vemos que las edades medias de sus estrellas son menores que las que se ubican dentro del radio virial, pero mayores que las que habitan galaxias con velocidades radiales negativas. Si comparamos el bin más lejano al centro y

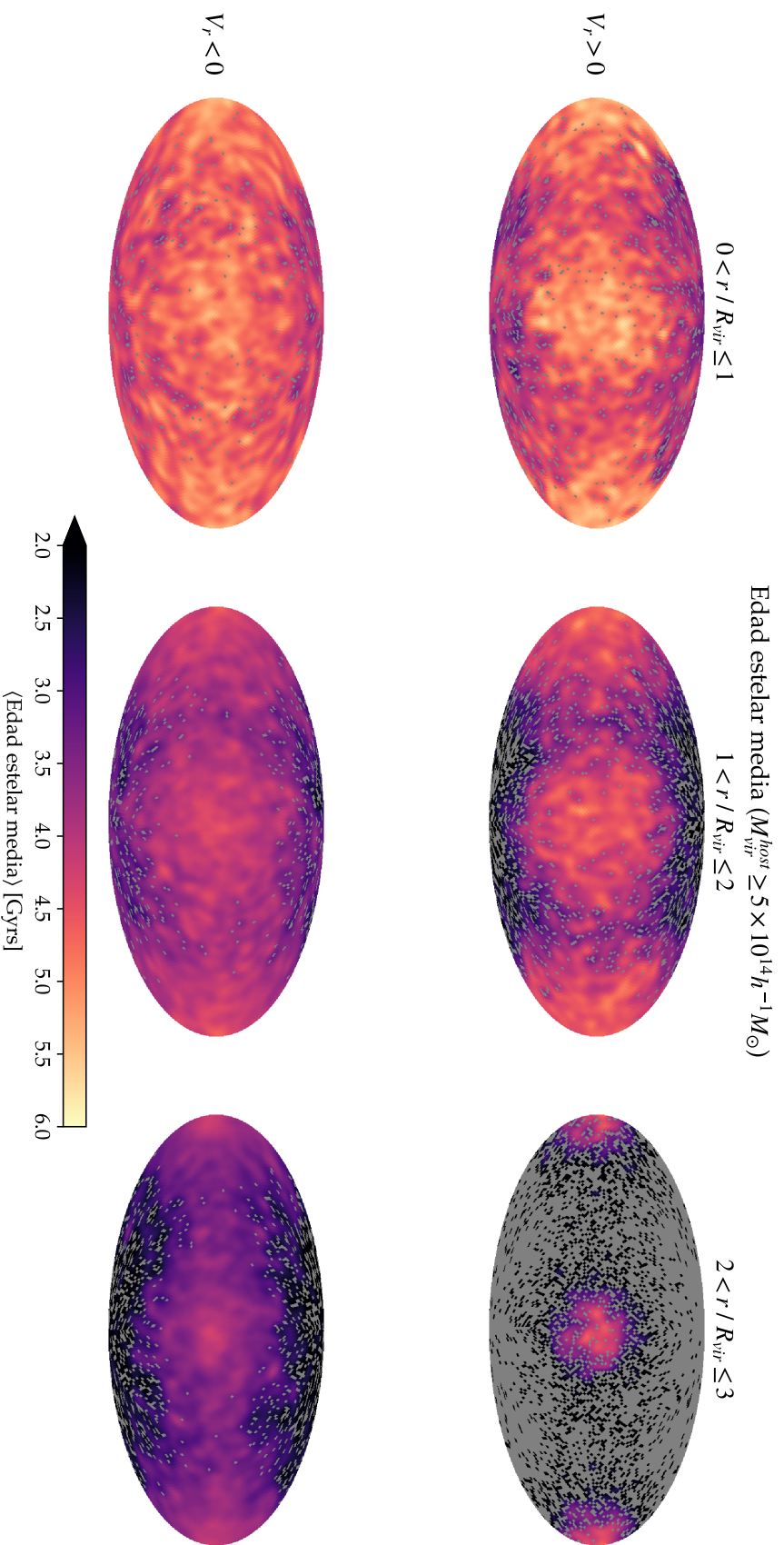


Figura 6.7: Distribución angular proyectada de la edad estelar media de galaxias con velocidades relativas al centro positivas (*fila superior*), galaxias con velocidades negativas (*fila inferior*) y en tres cortes de distancia $0 < r/R_{\text{vir}} \leq 1$, $1 < r/R_{\text{vir}} \leq 2$ y $2 < r/R_{\text{vir}} \leq 3$ (*columnas*). En escala de colores se muestra la edad estelar media en promedio de cada píxel.

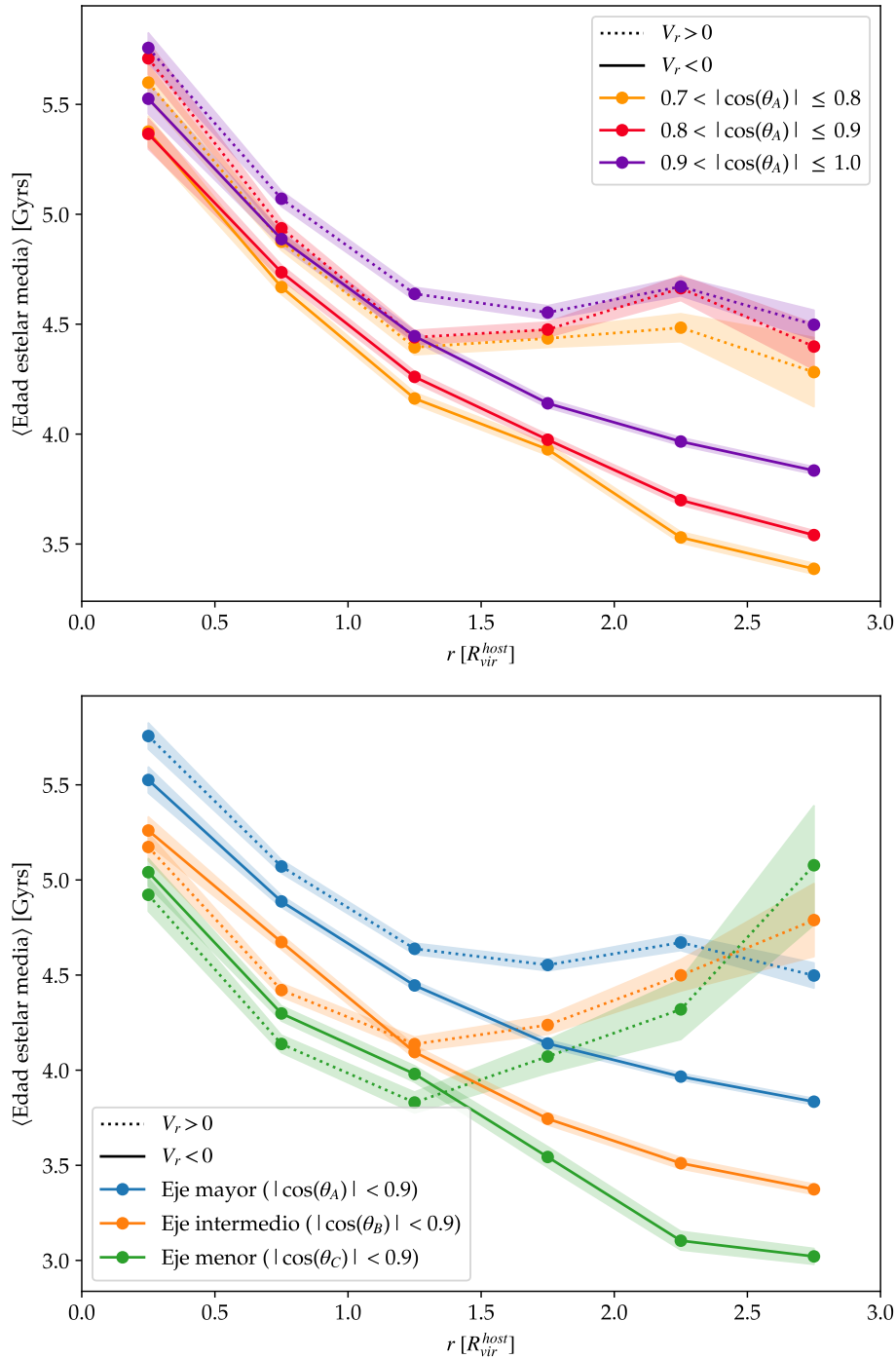


Figura 6.8: Edad estelar media como función de la distancia para galaxias con velocidades relativas al centro positivas (*curvas punteadas*) y velocidades negativas (*curvas sólidas*). *Arriba*: distribución en tres anillos de distancia al semieje mayor de inercia (en orden creciente, *curvas violeta, roja y anaranjada*, respectivamente). *Abajo*: distribución según su cercanía a cada eje principal de inercia: mayor, intermedio y menor (*curvas azul, naranja y verde*, respectivamente).

al eje principal de inercia (curvas amarillas) para el caso de galaxias acercando y alejándose respecto al centro del cúmulo, encontramos una diferencia de casi 1 Gyr, donde las edades medias varían entre 4,28 y 3,39 Gyrs, para velocidades positivas y negativas, respectivamente.

Si observamos ahora el panel inferior de la Figura 6.8, vemos que sobre el eje mayor se acercan galaxias cuya población estelar es más vieja en promedio que la de galaxias acercándose sobre el eje menor de inercia, independientemente de la distancia y alcanzando diferencias que van desde medio gigaaño dentro del radio virial hasta 1 Gyr a distancias entre 2,5 y 3,0 R_{vir} . Podemos observar además que la edad de la población estelar crece a medida que nos acercamos al centro independientemente del eje considerado alcanzando diferencias entre los extremos de distancias de entre 1,7 y 2,0 Gyrs para el caso del eje mayor y menor, respectivamente.

6.5 DISCUSIÓN Y CONCLUSIONES

A lo largo de este capítulo exploramos de manera estadística y utilizando nuestras herramientas cómo varían las propiedades astrofísicas de las galaxias desde el punto de vista de las interacciones que sufren con el cúmulo principal durante su proceso de acreción.

Diversos mecanismos entran en juego cuando una galaxia satélite cae en el pozo de potencial de un cúmulo que interrumpen el colapso del gas frío y por ende la formación estelar, ya sea por calentamiento o eliminación del gas o bien impidiendo el enfriamiento de gas adicional y consumiendo el reservorio existente. Como consecuencia, se encuentra una mayor fracción de galaxias de tipo temprano en cúmulos, las cuales son en promedio más masivas, más rojas, más concentradas, con menor contenido de gas y con tasas de formación estelar específica menores (Kauffmann et al., 2004; Baldry et al., 2006; Weinmann et al., 2006).

En acuerdo con estos estudios previos, encontramos que las galaxias en nuestra muestra se enrojecen, disminuyen su tasa de formación estelar y pierden parte de su contenido de gas a partir de estas interacciones, siendo evidentes estas diferencias cuando comparamos las propiedades medias entre objetos entrando y saliendo del cúmulo, asumiendo que estos últimos ya han hecho un pasaje por el pericentro. La edad estelar media de las galaxias que habitan dentro del cúmulo, es decir dentro de su radio virial, es mayor que la de los objetos en la vecindad y además, encontramos poblaciones estelares más jóvenes en objetos acercándose al cúmulo que aquellos que se están alejando.

En primera instancia, debemos destacar que la mayor cantidad de objetos en nuestra muestra se ubican en posiciones cercanas al eje principal de inercia.

La predominancia de esta dirección es evidente y es seguida por el eje intermedio y el menor en orden de importancia, según el número de objetos. Aquí podría jugar un papel importante la estructura en gran escala. A partir de la identificación de filamentos, diversos autores han reportado una alineación entre el eje principal de inercia de halos masivos y estas estructuras implicando además un aumento del número de galaxias en filamentos en cercanías de cúmulos (Aragon-Salamanca et al., 1998; Hahn et al., 2007; Libeskind et al., 2013; Kuchner et al., 2020; Gu et al., 2022).

Por otra parte, a partir del estudio de la distribución angular de las propiedades astrofísicas medias, encontramos un gradiente de valores según la cercanía al eje principal de inercia. Mientras más cerca del eje mayor observemos, hallaremos galaxias más rojas, menos formantes, con menor contenido de gas y con poblaciones estelares más viejas.

Más aún, de nuestro estudio se desprende que ese gradiente puede extenderse teniendo en cuenta los tres ejes principales, con una tendencia que se sostiene a medida que nos alejamos del eje mayor. Aquellos objetos que se posicionan cerca del eje menor serán los más azules, con tasas de formación estelar más altas, con mayor contenido de gas y con estrellas más jóvenes.

7

PROPIEDADES ASTROFÍSICAS SEGÚN LA ESFERICIDAD DEL SISTEMA

Continuamos nuestro estudio evaluando si sistemas de distintas esfericidades estarán conformados por galaxias con características diferentes. ¿Podrá ser que sistemas más elongados afecten de distinta manera a sus galaxias que sistemas más esféricos? Para contestar esta pregunta, calculamos el parámetro de *esfericidad* como el cociente entre el semieje menor y el semieje mayor, tal como muestra la Ecuación 7.1:

$$s = \frac{c}{a} \quad (7.1)$$

Con esta definición, los sistemas más esféricos tendrán valores de esfericidad cercanos a 1 y sistemas elongados tendrán valores cercanos a 0.

En la Figura 7.1 presentamos la distribución de este parámetro para todos los sistemas. Recordamos que consideramos sistemas de al menos 100 miembros, muestra descrita en la Subsección 4.5.1, la cual incluye en su gran mayoría halos principales de entre 10^{14} y $10^{15} h^{-1} M_{\odot}$. A lo largo de este capítulo trabajaremos con dos submuestras elegidas según el primer y último decil de esta distribución. Hablaremos de sistemas **ELONGADOS** cuando su parámetro de esfericidad sea menor a 0,46 y de sistemas **ESFÉRICOS** cuando su esfericidad sea mayor a 0,68.

Cabe mencionar en este punto que evaluamos la independencia estadística de este parámetro con el tamaño medio de los sistemas (estimado a partir de la raíz cúbica del producto de los semiejes) y la masa virial del halo principal según los coeficientes r de Pearson, ρ de Spearman y τ de Kendall¹ y no encontramos correlación. Los valores exactos pueden ser consultados en la Tabla A.1 y la distribución de estas variables en las Figuras A.10 y A.11.

En este capítulo abordaremos las siguientes propiedades en relación a la esfericidad del sistema:

- *Distribución en número*

¹Para más detalles sobre el cálculo de estos coeficientes ver el Apéndice A.2.

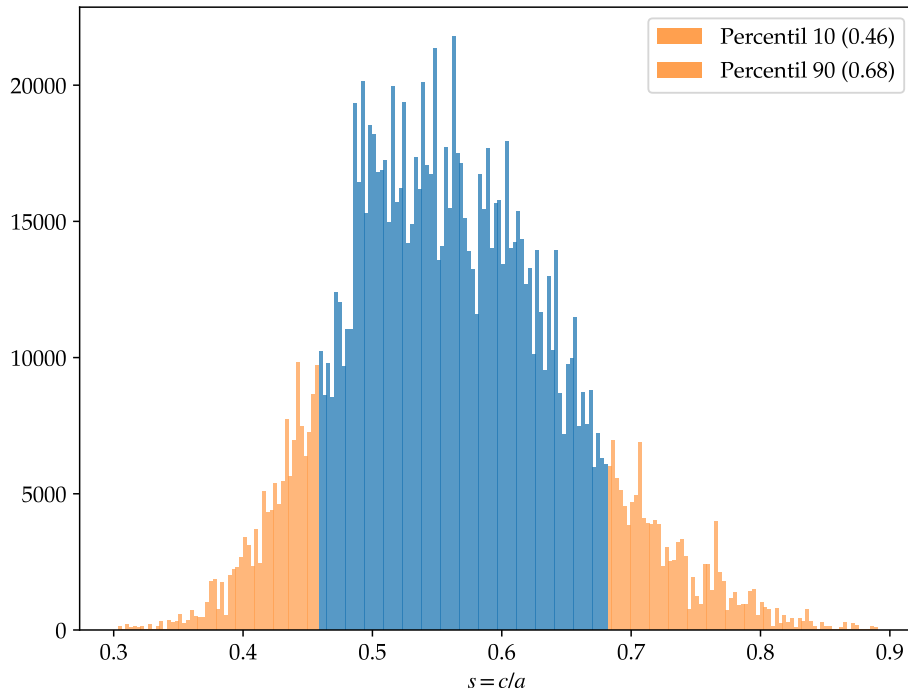


Figura 7.1: Distribución del parámetro de esfericidad. Se resaltan el primer y último decil en naranja correspondientes a sistemas ELONGADOS y ESFÉRICOS, respectivamente.

- *Tasa de formación estelar específica*
- *Color $(g - r)^0$*
- *Fracción de gas $(M_{\text{gas}} / (M_{\text{gas}} + M_{\star}))$*
- *Edad estelar media*

7.1 DISTRIBUCIÓN EN NÚMERO

Antes de analizar las propiedades astrofísicas de las galaxias según la esfericidad del sistema en el que se encuentran, resulta interesante evaluar cómo se distribuyen angularmente estos objetos en número a lo largo de todo el *cielo*. Para esto, mostramos en la Figura 7.2 los mapas de distribución en coordenadas esféricas centradas en el halo principal según el signo de la velocidad radial y la distancia al centro del halo para el caso de sistemas ELONGADOS en el panel superior, y ESFÉRICOS en el panel central. En ambos casos, la escala de colores denota el número de galaxias por píxel, de manera tal que píxeles más claros y amarillos contendrán un mayor número de objetos que píxeles más oscuros y violáceos. Cabe aclarar que en el caso de sistemas elongados,

los valores más altos están saturados para propiciar una comparación más certera con la muestra de esféricos.

Para el caso de sistemas *ELONGADOS*, lo primero que destacaremos es el dominio del eje mayor de inercia independientemente de la velocidad radial y distancia, aunque en menor medida dentro del radio virial –recordamos que este eje se ubica en el centro y los extremos del eje horizontal de estos mapas–, por lo cual podemos decir que esta es una dirección privilegiada no sólo para las galaxias que se acercan al cúmulo, sino también para las que están saliendo.

Por otra parte, para el caso de los sistemas más *ESFÉRICOS*, encontramos una dispersión en la distribución angular mucho más grande haciendo que las galaxias se posicionen de manera menos concentrada. Si bien el eje mayor predomina para velocidades radiales negativas, el intermedio también presenta un número de orden similar, aunque menor –recordamos que el eje intermedio se ubica también sobre el eje horizontal de estos mapas pero a 90° del eje mayor. Observamos además cómo dentro del radio virial la distribución se asemeja más a una distribución homogénea, de manera similar a los mapas de velocidades radiales positivas, aunque en este último caso se aprecia alguna estructura difusa.

Estas diferencias se pueden apreciar claramente en el panel inferior de la Figura 7.2 en la cual presentamos los espectros de potencia de la submuestra de elongados a la izquierda y de esféricos a la derecha con el mismo esquema de colores y curvas que las utilizadas en el Capítulo 5. La alta concentración de objetos que observamos en los mapas de sistemas elongados se traduce en un cuadrupolo muy marcado que presenta señal para toda distancia y signo de la velocidad radial. Sin embargo, un aspecto que no podíamos apreciar de tan sólo observar estos mapas es que hay más direcciones elegidas por estas galaxias por las cuales se acercan al cúmulo, pues los multipolos $\ell = 4$ y 6 no son despreciables para $r > 2 R_{\text{vir}}$, $V_r/V_{\text{vir}} < 0$. Cabe mencionar, no obstante, que estas direcciones secundarias resultan de mucha menor importancia que el eje mayor dadas las diferencias en intensidades de los multipolos mayores al cuadrupolo. Por otra parte, en el caso de sistemas esféricos nos encontramos con un espectro de potencias casi nulo en el cual sólo detectamos el cuadrupolo para distancias mayores al radio virial pero con amplitud muy pequeña. En el resto de los casos y tal como podemos observar a partir de los mapas del *cielo*, la distribución es más bien uniforme.

Con esta información respecto a la distribución en número, continuaremos con el análisis de las distintas propiedades astrofísicas de estas galaxias.

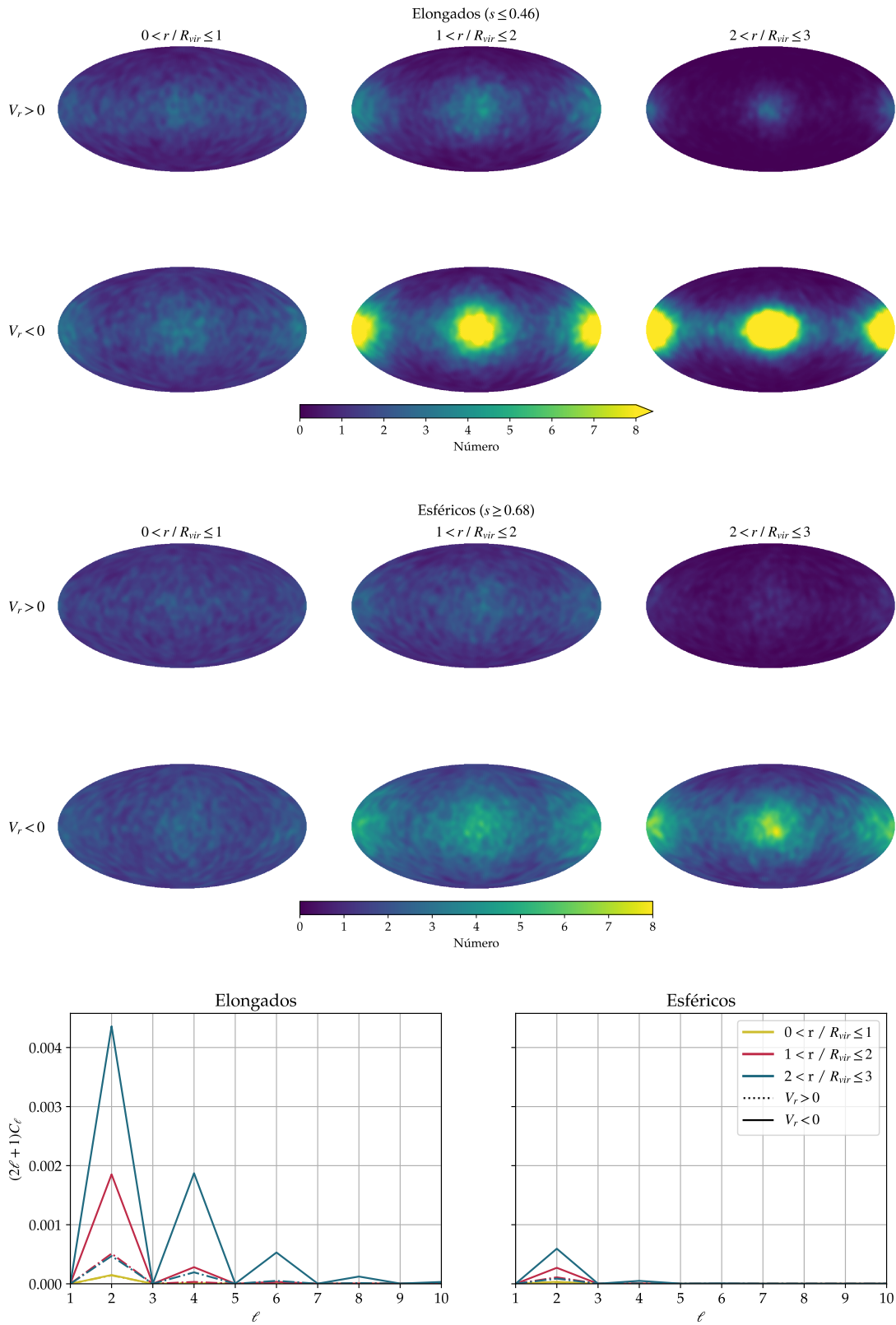


Figura 7.2: Distribución angular proyectada de las posiciones de las galaxias para sistemas elongados (*arriba*) y esféricos (*centro*) según su velocidad radial y distancia al centro. *Abajo*: espectros de potencias de ambas distribuciones.

7.2 TASA DE FORMACIÓN ESTELAR ESPECÍFICA

En la Figura 7.3 presentamos los seis mapas de tasa de formación estelar específica media ($sSFR$) según la distancia al centro del halo principal y el signo de la velocidad radial tanto para galaxias en sistemas elongados (panel superior) como para sistemas esféricos (panel inferior), construidos según lo explicado en la Subsección 4.5.2.

En cada uno de estos paneles, es evidente que la distribución de la $sSFR$ muestra diferencias importantes entre las galaxias ingresando y saliendo del cúmulo, que la mayor cantidad de objetos los encontramos sobre el eje mayor tal como vimos en la distribución numérica (Fig. 7.2) y que sistemas esféricos muestran una mayor dispersión en el *cielo* que elongados.

Descontando estos efectos mencionados previamente, evaluemos qué pasa con los valores de la tasa de formación estelar específica media. En el caso de sistemas elongados, vemos galaxias con una $sSFR$ menor en promedio que para sistemas esféricos independientemente del signo de la velocidad radial y de la distancia al centro.

Nuevamente podemos observar la presencia del gradiente de valores según cada eje principal de inercia y según la distancia al eje mayor tal como explicamos en el capítulo anterior. Las galaxias ubicadas sobre el eje menor forman más estrellas que las del eje intermedio y mayor, y más aún, mientras más cerca del eje mayor se posicionen, menor será su tasa de formación estelar específica.

De manera tal de cuantificar estos resultados, presentamos en el panel superior de la Figura 7.4 las curvas de tasa de formación estelar específica media según la distancia al centro del halo principal para el caso de galaxias con velocidades radiales positivas (curvas punteadas) y negativas (curvas sólidas) para la muestra de sistemas elongados y esféricos en color rojo y violeta, respectivamente. En el panel inferior, mostramos el cociente de estas curvas (elongados / esféricos).

La tendencia general es la esperada: a medida que las galaxias se acercan al centro, muestran en promedio una disminución de la $sSFR$, y más aún, las galaxias saliendo del cúmulo exhiben tasas de formación menores que galaxias acercándose dada una misma distancia.

Adicionalmente, si comparamos las curvas de sistemas elongados y esféricos, vemos que presentan diferencias a lo largo de todo el rango de distancias, exhibiendo una mayor separación a mayores distancias. Las galaxias en la zona más externa de sistemas elongados forman casi un $\sim 10\%$ menos de estrellas en promedio que aquellas en sistemas esféricos, alcanzando una diferencia relativa máxima de un $\sim 15\%$ en el caso de galaxias con veloci-

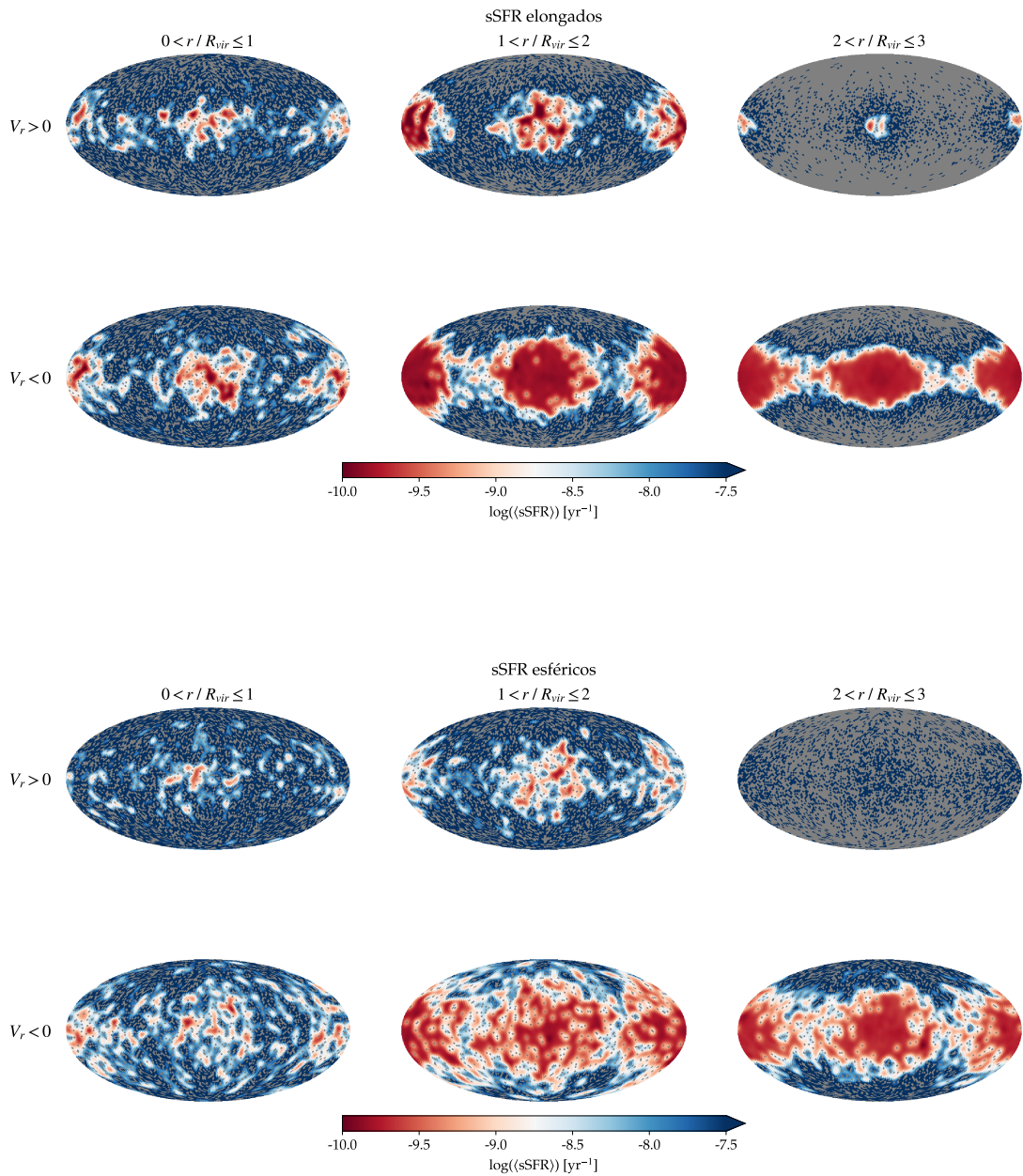


Figura 7.3: Distribución angular proyectada de la tasa de formación estelar específica media para las galaxias en sistemas elongados (*arriba*) y esféricos (*abajo*) según su velocidad radial y distancia al centro. En escala de colores se muestra el valor medio de cada píxel.

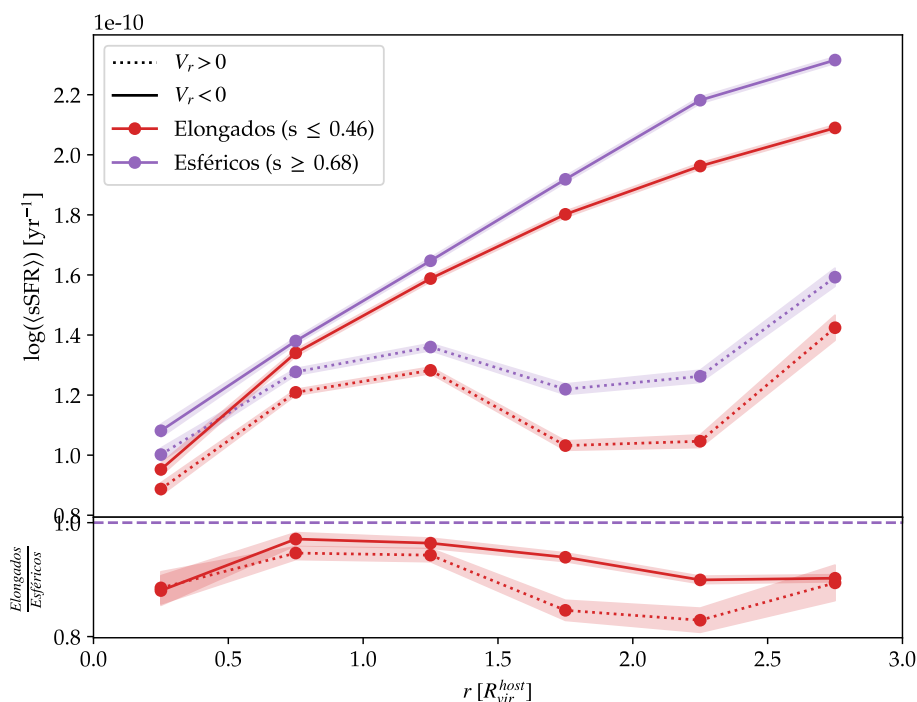


Figura 7.4: Tasa de formación estelar específica media como función de la distancia para galaxias con velocidades radiales al centro positivas (*curvas punteadas*) y velocidades negativas (*curvas sólidas*) según la esfericidad del sistema: elongados (*curvas rojas*) y esféricos (*curvas violetas*). En el *panel inferior* se muestra el cociente entre la muestra de elongados y esféricos.

des radiales positivas a distancias entre 1,5 y 2,5 R_{vir} , donde la $sSFR$ media alcanza valores de $1,03 - 1,05 \times 10^{-10} \text{ yr}^{-1}$ para el caso de elongados y de $1,22 - 1,26 \times 10^{-10} \text{ yr}^{-1}$ para esféricos.

7.3 COLOR $(g - r)^0$

A continuación, analicemos la distribución del color medio $(g - r)^0$, el cual mostramos en la escala de colores de la Figura 7.5 según el signo de la velocidad radial y la distancia al centro.

Hablemos primero de la distribución del color en el caso de sistemas elongados. Como mencionamos previamente, las diferencias entre galaxias entrando y saliendo del cúmulo es evidente, aunque el eje mayor continúa siendo el principal protagonista en los seis mapas. Las galaxias entran y salen principalmente sobre este eje pero además exhiben una correlación entre los colores medios y la distancia al mismo, siendo los objetos más cercanos a este eje más rojos que el resto. Al igual que lo explicado en el capítulo anterior

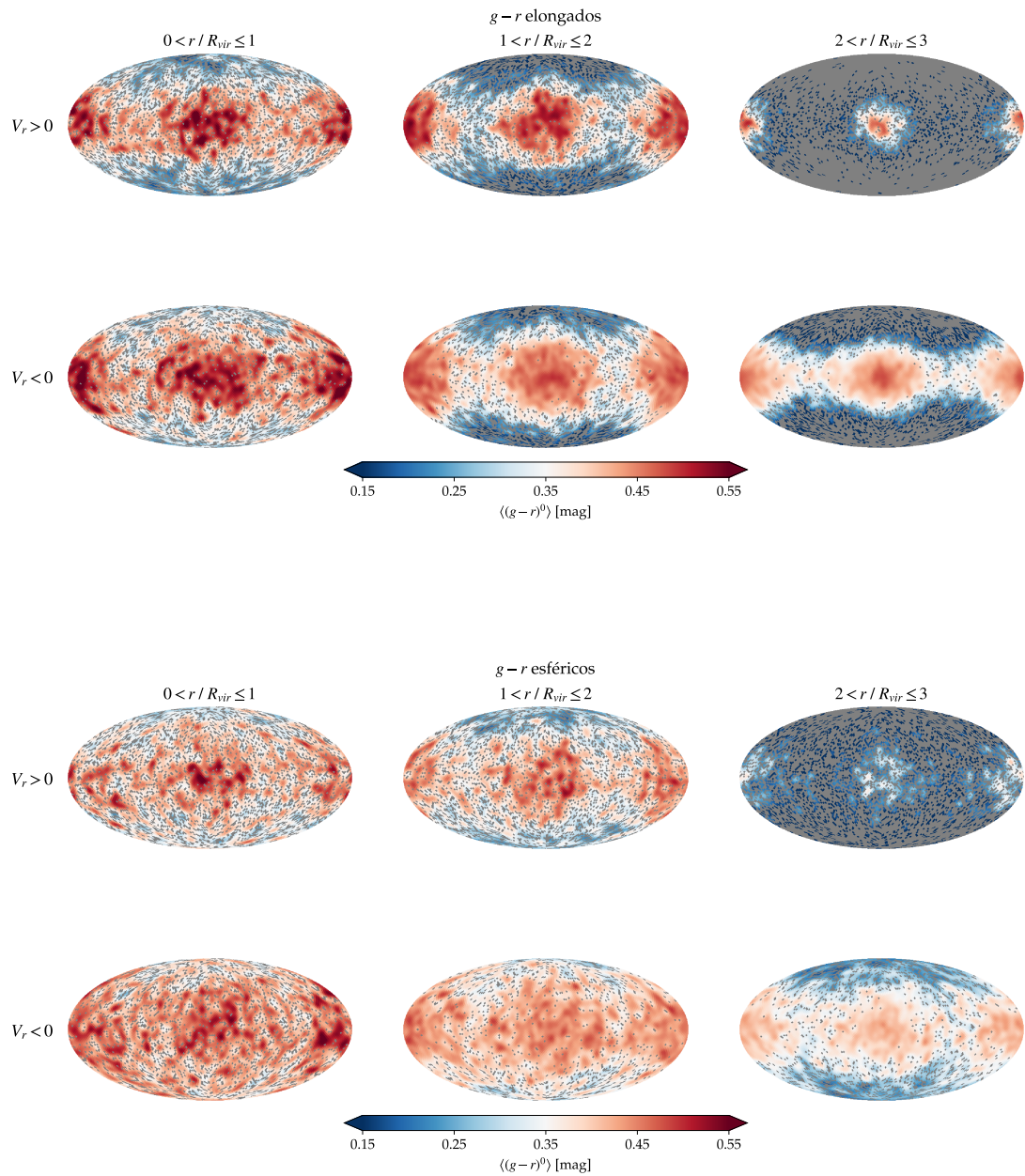


Figura 7.5: Distribución angular proyectada del color $(g-r)^0$ promedio para las galaxias en sistemas elongados (*arriba*) y esféricos (*abajo*) según su velocidad radial y distancia al centro. En escala de colores se muestra el color medio en cada píxel.

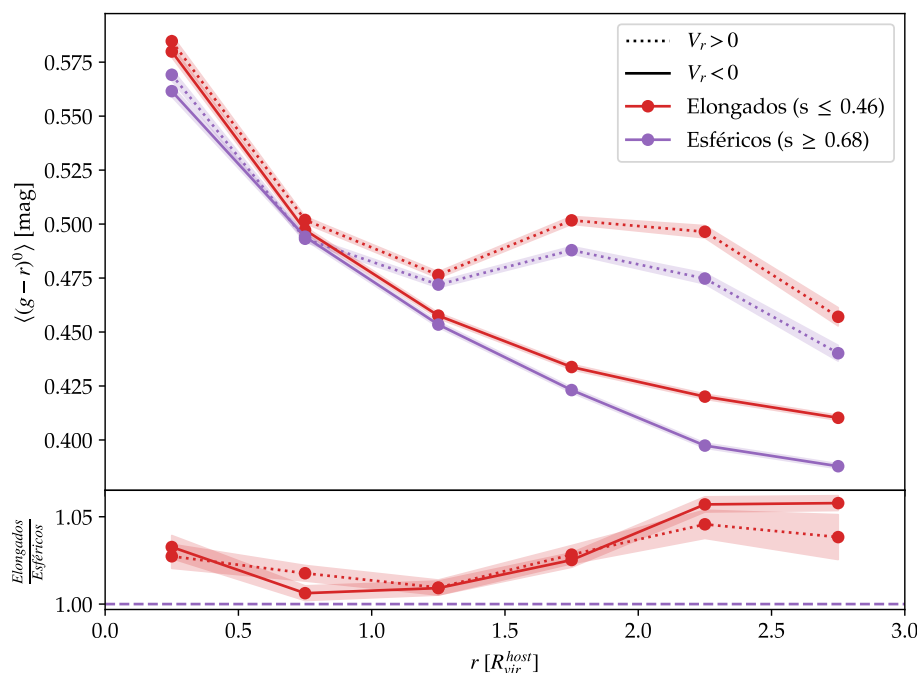


Figura 7.6: Color $(g - r)^0$ medio como función de la distancia para galaxias con velocidades radiales relativas al centro positivas (*curvas punteadas*) y velocidades negativas (*curvas sólidas*) según la esfericidad del sistema: elongados (*curvas rojas*) y esféricos (*curvas violetas*). En el *panel inferior* se muestra el cociente entre la muestra de elongados y esféricos.

cuando hablamos del color según los ejes de inercia (Fig. 6.3), las galaxias con velocidades radiales positivas muestran en promedio colores más enrojecidos que aquellas con velocidades radiales negativas en ambas submuestras.

Si comparamos ahora los dos paneles de la Figura 7.5, veremos que, si bien las escalas de colores son las mismas en ambos casos, los mapas a distancias y velocidades equivalentes difieren notablemente en las tonalidades medias. En el caso de sistemas esféricos (panel inferior), observamos que las galaxias tanto ingresando como egresando del cúmulo presentan colores menos enrojecidos que aquellas en sistemas elongados, tanto por fuera como dentro del radio virial. En el último caso, sin embargo, debemos mencionar que la distribución de colores medios se muestra mucho más uniforme en sistemas esféricos que en elongados, posiblemente debido a que en el caso esférico, por definición, las direcciones principales son similares y menos distinguibles.

Veamos entonces las curvas de color $(g - r)^0$ medio en función de la distancia, según el signo de la velocidad y la esfericidad del sistema, presentadas en la Figura 7.6. De manera análoga a la Figura 7.4 para la tasa de formación estelar específica, mostramos sistemas elongados en rojo, esféricos en violeta y en el panel inferior, el cociente entre ambas muestras.

A lo largo de todo el rango de distancias podemos observar que el color medio de las galaxias en sistemas elongados muestra valores más enrojecidos que en esféricos, encontrando las diferencias máximas a mayores distancias del centro. Entre 2 y 3 R_{vir} , las galaxias en sistemas elongados son un $\sim 5\%$ más rojas que en esféricos tanto para objetos ingresando como saliendo del cúmulo. A medida que nos acercamos al centro, esta diferencia disminuye llegando a ser de tan sólo un $\sim 1\%$ dentro del radio virial.

Estos resultados están en concordancia con el análisis llevado a cabo para la tasa de formación estelar específica, tal como es de esperarse.

7.4 FRACCIÓN DE GAS

Evaluemos entonces qué ocurre con la fracción de gas media en el *cielo* ($f_{\text{gas}} = M_{\text{gas}} / (M_{\text{gas}} + M_{\star})$ en unidades porcentuales). Para esto, presentamos en la Figura 7.7 la distribución angular media de esta cantidad en escala de colores según el signo de la velocidad radial y la distancia al centro. Colores amarillos y más claros indican una fracción de gas mayor que colores oscuros y violáceos.

Del análisis del color y la tasa de formación estelar específica realizada en las secciones previas, esperamos que la fracción de gas también muestre diferencias según la esfericidad de los sistemas, tal como podemos observar en estos mapas.

Si comparamos los mapas por fuera del radio virial para velocidades radiales negativas, podemos ver que en el caso de sistemas esféricos (panel inferior) las distribuciones muestran colores más amarillos y anaranjados que para sistemas elongados (panel superior), indicando que el contenido de gas en galaxias que se acercan a sistemas esféricos es mayor respecto a objetos que se acercan a sistemas elongados.

Dentro del radio virial, no se aprecian grandes diferencias, sino que las fracciones medias se distribuyen de manera más bien uniforme. En general, la fracción de gas es mucho menor en objetos dentro que fuera del radio virial, en concordancia con los efectos de las interacciones en las partes más internas del cúmulo.

Si vemos ahora las curvas con las fracciones de gas medias en función de la distancia y según el signo de la velocidad radial y la esfericidad presentadas en la Figura 7.8, las tendencias que describimos en los párrafos previos se hacen más evidentes.

Con esta representación queda claro que las galaxias en sistemas más esféricos tienen una fracción de gas mayor que en sistemas elongados, inde-

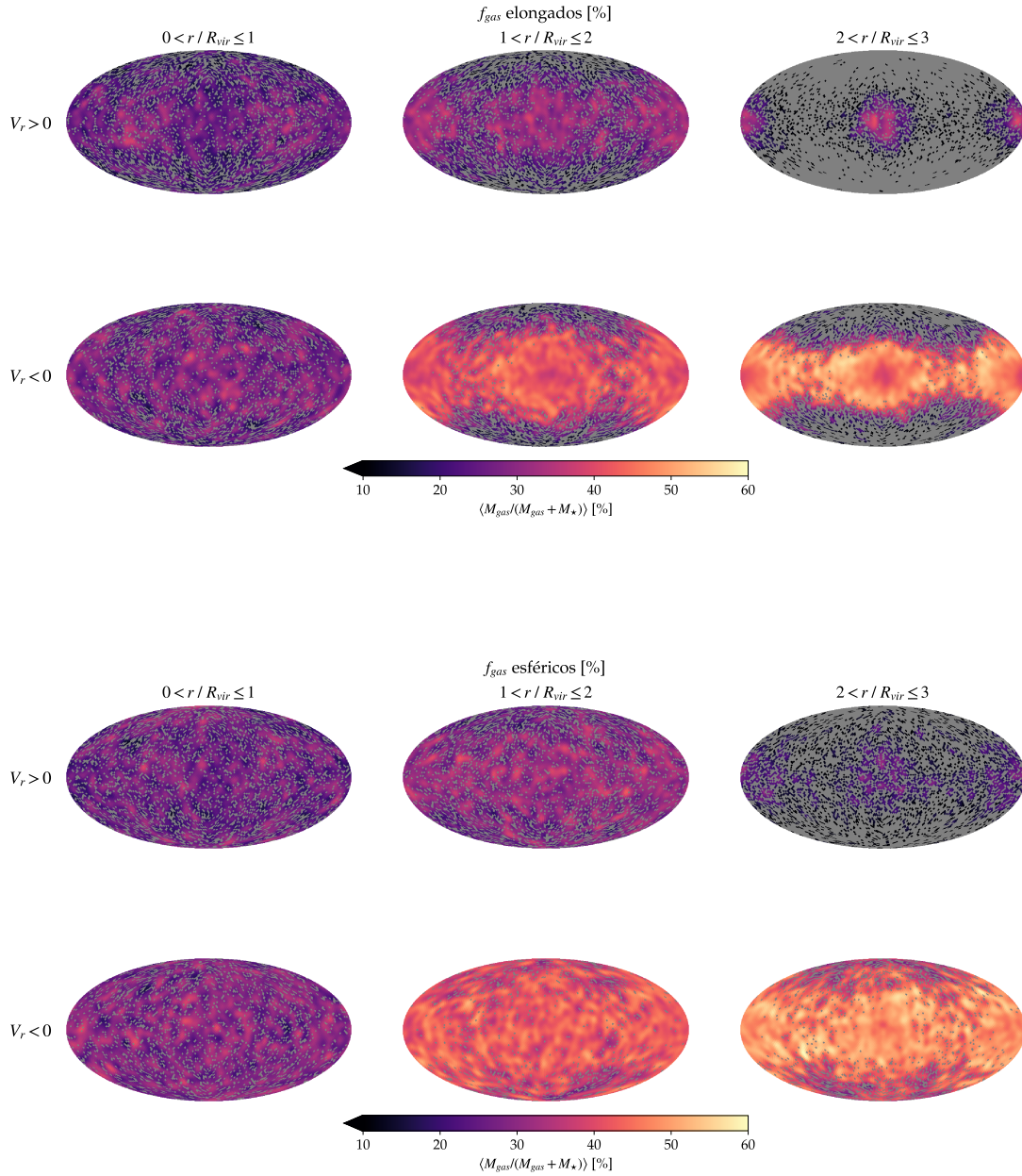


Figura 7.7: Distribución angular proyectada de la fracción de gas media para las galaxias en sistemas elongados (*arriba*) y esféricos (*abajo*) según su velocidad radial y distancia al centro. En escala de colores se muestra la fracción de gas en promedio de cada píxel.

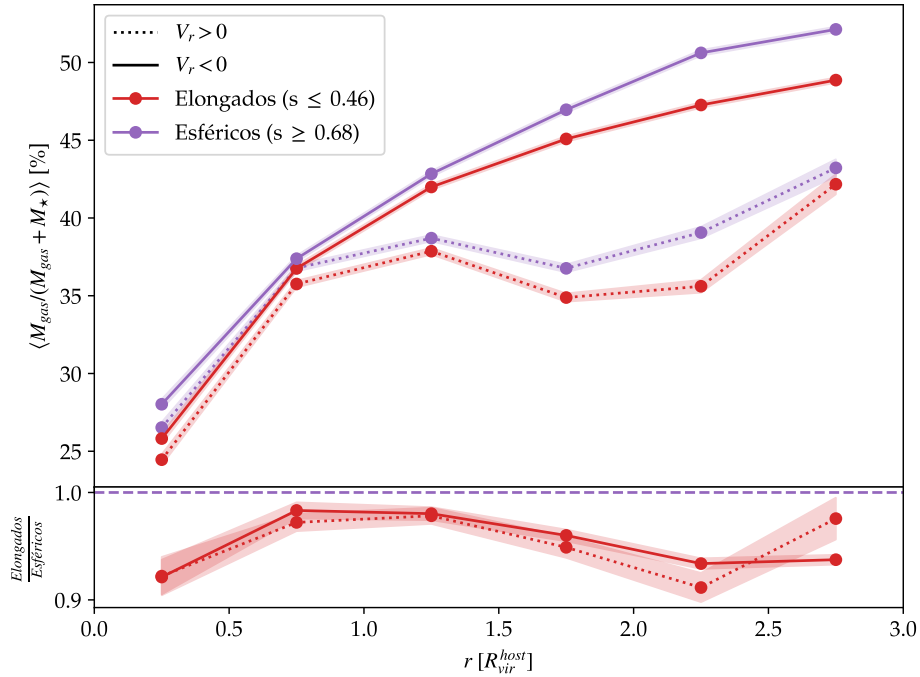


Figura 7.8: Fracción de gas media como función de la distancia para galaxias con velocidades radiales relativas al centro positivas (*curvas punteadas*) y velocidades negativas (*curvas sólidas*) según la esfericidad del sistema: elongados (*curvas rojas*) y esféricos (*curvas violetas*). En el *panel inferior* se muestra el cociente entre la muestra de elongados y esféricos.

pendientemente de la distancia y velocidad radial. Por fuera del radio virial, estas diferencias alcanzan entre un $\sim 5\%$ y un $\sim 8\%$ relativo, disminuyendo a medida que nos acercamos al centro hasta llegar a valores cercanos a un $\sim 2\%$ o $\sim 3\%$ dentro del radio virial para el cociente *Elongados / Esféricos*. A modo de ejemplo, entre $2,5$ y $3,0 R_{\text{vir}}$ para velocidades negativas, la fracción de gas media en sistemas elongados es del $48,87\%$, mientras que en esféricos alcanza el $52,13\%$. Sin embargo, entre $0,5$ y $1,0 R_{\text{vir}}$ estas diferencias son mucho menores encontrando galaxias con una fracción de gas media en sistemas elongados de $36,76\%$ y de $37,38\%$ en sistemas esféricos.

7.5 EDAD ESTELAR MEDIA

Finalmente, veamos cómo se distribuyen en el *cielo* las edades estelares medias a partir de la Figura 7.9. En colores más claros de tonalidad amarilla observamos estrellas más viejas y en colores más oscuros y de tonalidad violeta, estrellas más jóvenes.

En el panel superior, podemos ver la distribución de edades estelares para

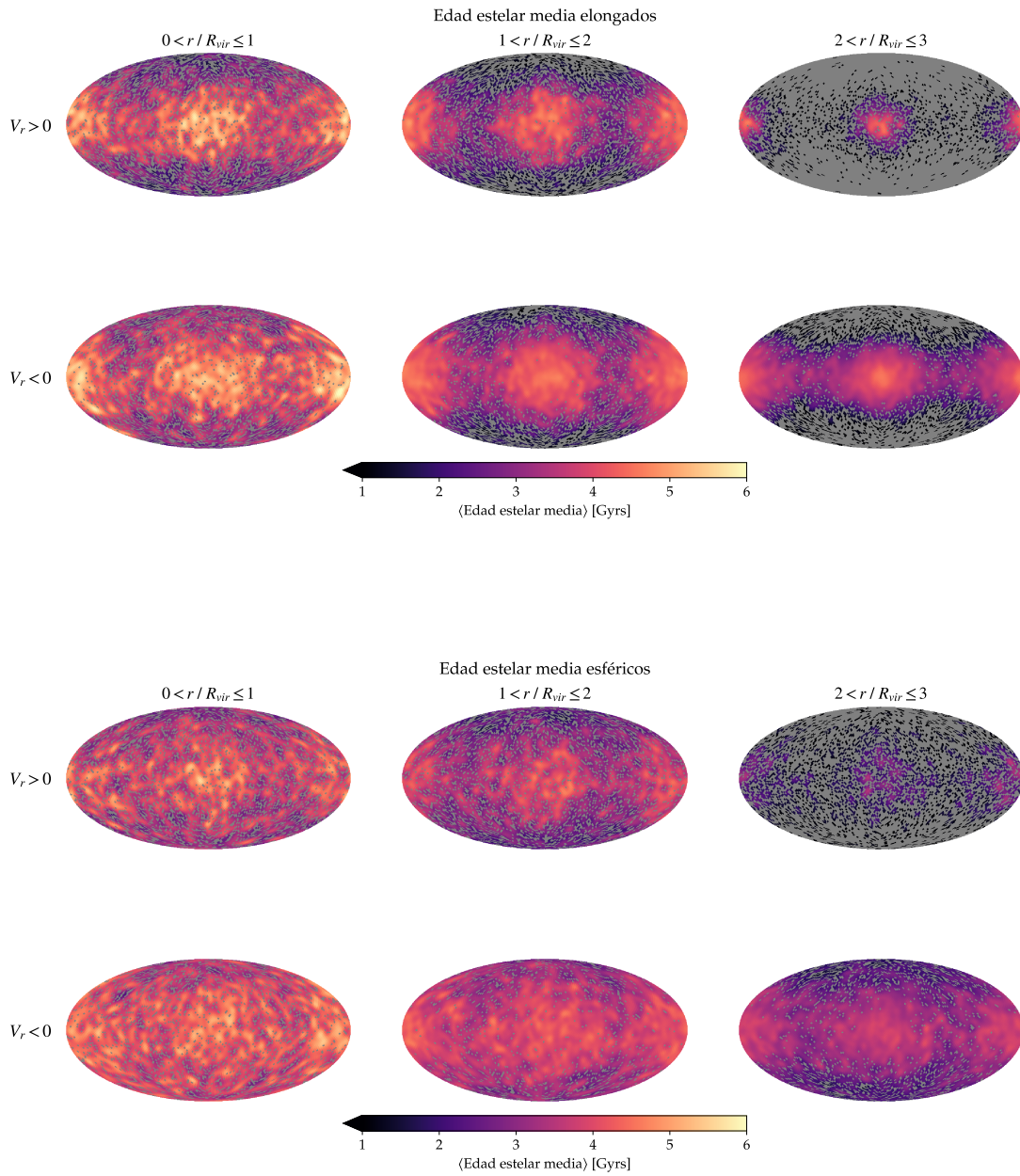


Figura 7.9: Distribución angular proyectada de la edad estelar media para las galaxias en sistemas elongados (*arriba*) y esféricos (*abajo*) según su velocidad radial y distancia al centro. En escala de colores se muestra la edad estelar en promedio de cada píxel.

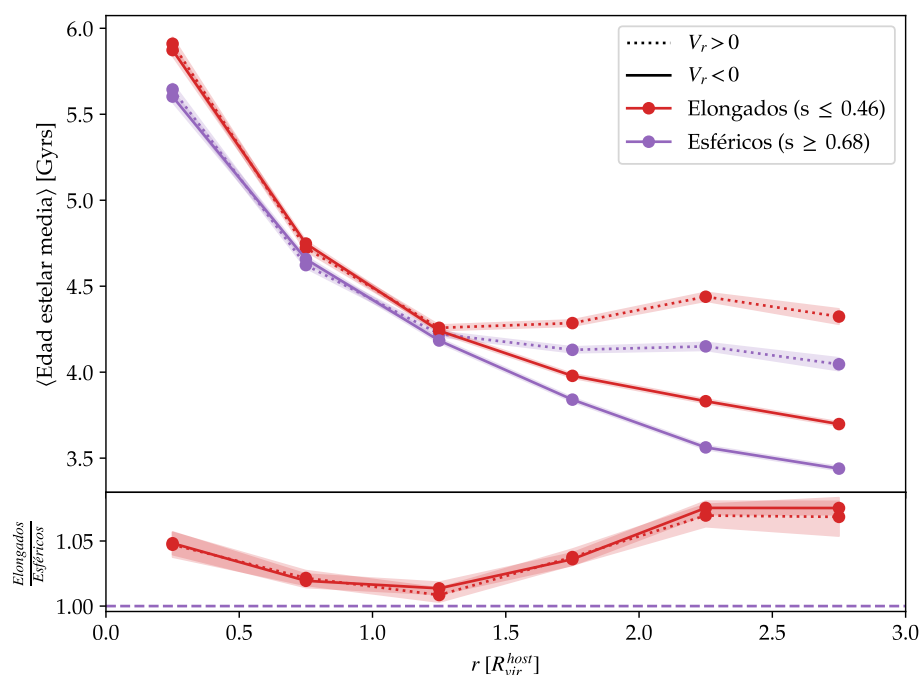


Figura 7.10: Edad estelar media como función de la distancia para galaxias con velocidades radiales al centro positivas (*curvas punteadas*) y velocidades negativas (*curvas sólidas*) según la esfericidad del sistema: elongados (*curvas rojas*) y esféricos (*curvas violetas*). En el *panel inferior* se muestra el cociente entre la muestra de elongados y esféricos.

galaxias en sistemas elongados, las cuales muestran en promedio estrellas más viejas que para el caso de sistemas esféricos (panel inferior) independientemente de la distancia y velocidad. Cabe notar que para el caso de sistemas elongados, además observamos un gradiente de edades muy marcado según la distancia al eje mayor para todo el rango de distancias, tanto para objetos ingresando como saliendo del cúmulo.

Cuantificaremos estos resultados con las curvas de edad estelar media en función de la distancia y según la velocidad radial de las galaxias y esfericidad del sistema presentadas en el panel superior de la Figura 7.10 y el cociente *Elongados / Esféricos* en el panel inferior.

En cuanto a las diferencias por el signo de la velocidad radial, podemos observar que las curvas poseen valores medios estadísticamente indistinguibles dentro del radio virial para ambas submuestras. Sin embargo, a distancias mayores a $1 R_{\text{vir}}$, las galaxias alejándose del cúmulo presentan una población estelar media más vieja que las que se acercan al mismo, siendo aproximadamente 0,6 Gyrs más viejas en el bin más lejano al centro.

Por otra parte, si comparamos las curvas según la esfericidad del sistema,

podemos observar que a lo largo de todo el rango de distancias las edades estelares medias de galaxias en sistemas elongados son mayores que en sistemas esféricos. Esta tendencia se observa claramente en el panel inferior, en el cual el cociente de esta propiedad media para *Elongados* y *Esféricos* siempre es mayor a 1.

A distancias muy pequeñas, entre $0,0$ y $0,5 R_{\text{vir}}$, las galaxias en sistemas elongados alcanzan valores medios de la edad estelar iguales a $5,91$ y $5,87$ Gyrs para velocidades positivas y negativas, respectivamente. Estos objetos son un $\sim 4\%$ más viejos que los identificados en sistemas esféricos, donde las edades estelares medias toman valores entre $5,64$ y $5,60$ Gyrs para galaxias acercando y alejándose, respectivamente. Por otra parte, si miramos el otro extremo en distancia, entre $2,5$ y $3,0 R_{\text{vir}}$ estas diferencias relativas alcanzan hasta un $\sim 7\%$, independientemente del signo de la velocidad, siendo siempre las galaxias en sistemas elongados más viejas que en esféricos. Por ejemplo, para $V_r/V_{\text{vir}} < 0$ y $2,5 < r/R_{\text{vir}} \leq 3,0$ las edades estelares medias varían de $3,70$ a $3,44$ Gyrs para elongados y esféricos, respectivamente.

7.6 DISCUSIÓN Y CONCLUSIONES

Dedicamos este capítulo al estudio de la relación entre la esfericidad del sistema y las propiedades astrofísicas de las galaxias. Según seleccionemos sistemas más esféricos o elongados, encontramos diferencias en todas las propiedades estudiadas, siendo mayores mientras más lejos del centro miremos. En cúmulos elongados y por fuera del radio virial del halo principal, encontramos galaxias que son más rojas, menos formadoras de estrellas, con menor contenido de gas y con poblaciones estelares más viejas que en sistemas esféricos. Estas tendencias se hacen presentes tanto para galaxias que se encuentran cayendo al cúmulo como para aquellas que están alejándose del mismo.

Sumado a esto, estudiamos la distribución angular en número según la esfericidad del sistema y hallamos que en sistemas elongados, las posiciones de las galaxias se concentran mucho más sobre el eje mayor que en el caso esférico. Teniendo en cuenta la estructura en gran escala, este resultado podría estar relacionado con el hecho de que los filamentos se alinean de manera más prominente con el eje mayor de inercia de los halos en cúmulos elongados que en esféricos. No sólo los filamentos cósmicos están conectados al cúmulo a lo largo de direcciones preferenciales sino que además la presencia de un cúmulo influye en el número de galaxias presentes en filamentos en su vecindad pues se ubican preferentemente en estas estructuras (Kuchner et al., 2020). Esta distribución con una alta cantidad de objetos en una región tan pequeña nos hace pensar en un proceso de acreción más turbulento y que por

ende, promueva que galaxias que se acercan de esta manera tengan mayor probabilidad de interacciones con otros objetos o incluso interacciones más intensas en su camino al centro del cúmulo. Estas características propician que estos objetos pierdan mayor cantidad de gas, y modifiquen sus otras propiedades astrofísicas fuertemente. En contraposición, galaxias que se acercan con menos objetos a su alrededor, por regiones menos densas, como es el caso de los sistemas esféricos, tendrán menor probabilidad de interactuar con otros objetos a medida que se acercan al cúmulo.

Este escenario también nos permite explicar la independencia de las diferencias observadas en las propiedades con el signo de la velocidad radial. Dado que las galaxias ya son diferentes en su primer acercamiento, y no observamos una homogeneización de las propiedades para la población que habita el interior del cúmulo, es razonable pensar que aquellos objetos que pudieron salir del cúmulo principal mantengan rastros de su historia.

8

PROPIEDADES ASTROFÍSICAS SEGÚN LA DENSIDAD DEL AMBIENTE

A continuación, vamos a analizar la relación de las propiedades astrofísicas que venimos estudiando según las direcciones de acreción con respecto a la densidad del entorno. Nos preguntamos si galaxias en cúmulos en entornos más o menos densos presentarán diferencias, ya sea al acercarse o al alejarse del cúmulo principal. Para esto, elegimos caracterizar la densidad ambiente según la distancia del halo principal al quinto halo vecino de masa semejante, de manera tal que si el quinto vecino está cerca será porque el cúmulo está ubicado en una región muy poblada o caso contrario, estará en un ambiente menos denso.

Consideraremos sólo aquellos cúmulos con masas viriales superiores a $10^{14} h^{-1} M_{\odot}$ y tomaremos dos submuestras con límites en el primer y último decil de la distribución de distancias, la cual presentamos en la Figura 8.1. Nombraremos a cúmulos en AMBIENTES DENSOS a aquellos que tengan el quinto vecino a $29,6 h^{-1}$ Mpc o menos de distancia y a cúmulos en ambientes de BAJA DENSIDAD a aquellos cuyo quinto vecino se ubique a más de $66,9 h^{-1}$ Mpc.

Evaluamos la independencia estadística de este parámetro respecto a la esfericidad utilizada en el capítulo anterior y respecto al radio virial de los sistemas según los coeficientes r de Pearson, ρ de Spearman y τ de Kendall¹ y no encontramos correlación. Los valores exactos pueden ser consultados en la Tabla A.1 y la distribución de estas variables en las Figuras A.7 y A.12.

En este capítulo abordaremos las siguientes propiedades en relación a la densidad del entorno del cúmulo:

- *Distribución en número*
- *Tasa de formación estelar específica*
- *Color $(g - r)^0$*
- *Fracción de gas $(M_{\text{gas}} / (M_{\text{gas}} + M_{\star}))$*

¹Para más detalles sobre el cálculo de estos coeficientes ver el Apéndice A.2.

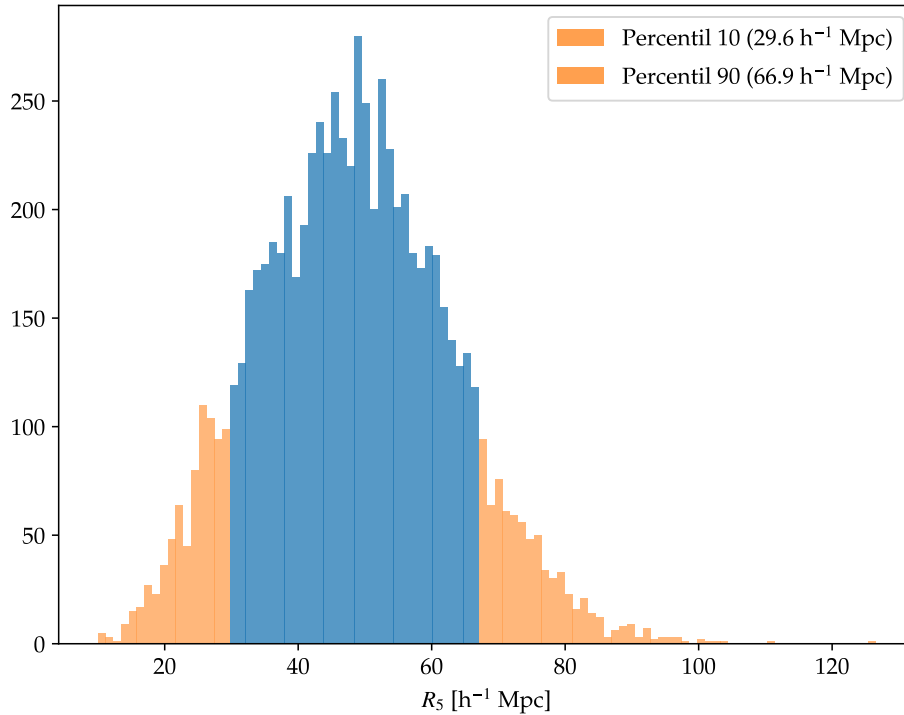


Figura 8.1: Distribución de la distancia al quinto vecino. Se resaltan el primer y último decil en naranja correspondientes a cúmulos en ambientes de alta y baja densidad, respectivamente.

- *Edad estelar media*

8.1 DISTRIBUCIÓN EN NÚMERO

Presentamos en la Figura 8.2 los mapas de distribución angular según el signo de la velocidad radial y la distancia al centro del halo principal para el caso de cúmulos ubicados en zonas de alta densidad (panel superior) y baja densidad ambiente (panel central). Podemos observar que el eje principal de inercia continúa siendo el principal protagonista, especialmente para distancias mayores al radio virial. En el caso de baja densidad vemos una mayor concentración para velocidades positivas e incluso entre 1 y 2 R_{vir} para objetos acercándose al cúmulo.

Las diferencias observadas entre ambas muestras son sutiles, por lo cual complementamos este análisis a partir de los espectros de potencias que mostramos en el panel inferior de la Figura 8.2 para alta y baja densidad ambiente (izquierda y derecha, respectivamente) y con el mismo esquema de colores que el utilizado en el Capítulo 5. Podemos ver algunas diferencias en las amplitudes de los multipolos, de las cuales destacamos la diferencia en

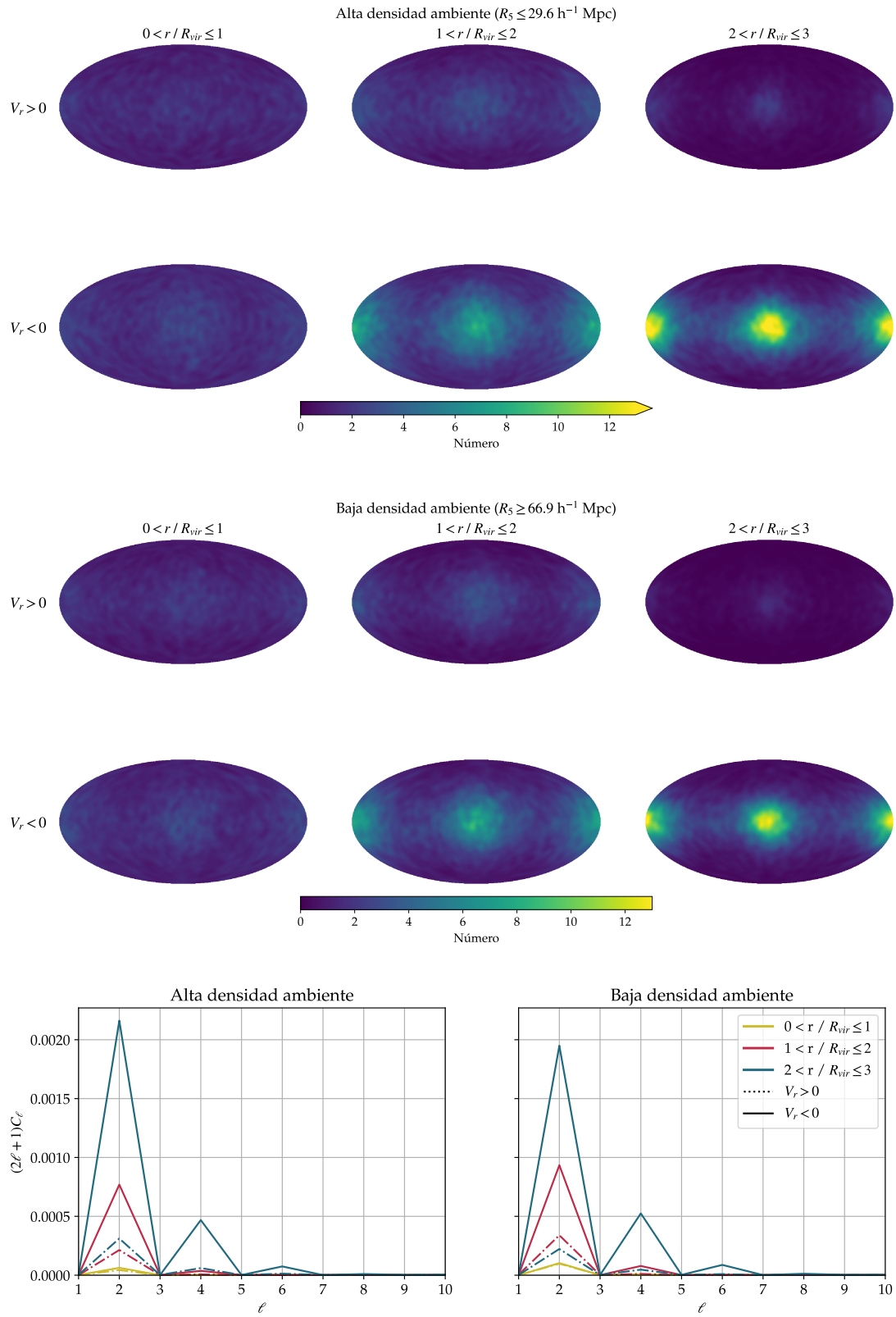


Figura 8.2: Distribución angular proyectada de las posiciones de las galaxias para cúmulos ubicados en regiones de alta (*arriba*) y baja (*centro*) densidad ambiente según su velocidad radial y distancia al centro. *Abajo*: espectros de potencias de ambas distribuciones.

el cuadrupolo para el caso de velocidades positivas entre 1 y $2 R_{\text{vir}}$ (curva roja a trazos), el cual es un $\sim 50\%$ más grande para el caso de baja densidad, consistente con lo observado en los mapas angulares. Esta tendencia se respeta para velocidades negativas, pero si miramos distancias más lejanas entre 2 y $3 R_{\text{vir}}$, nos encontramos con la situación opuesta. El cuadrupolo de la distribución de galaxias en cúmulos situados en ambientes de baja densidad es más pequeño que en el caso de alta densidad. Teniendo en cuenta que, en líneas generales, ambas distribuciones muestran grandes similitudes, procederemos al análisis de las distintas propiedades astrofísicas de estas galaxias.

8.2 TASA DE FORMACIÓN ESTELAR ESPECÍFICA

Comenzaremos con el análisis de la relación de la densidad del entorno con la tasa de formación estelar específica. Para esto, presentamos en la Figura 8.3 los seis mapas de la distribución angular de la $sSFR$ media según la distancia al centro del halo principal y el signo de la velocidad radial. En el panel superior, encontramos esta propiedad para las galaxias en sistemas de alta densidad y en el panel inferior, para galaxias en sistemas de baja densidad.

En primera instancia, cabe mencionar que la distribución angular en el *cielo* de ambos casos no es la misma. Si bien el eje principal de inercia continúa siendo el principal protagonista, una baja tasa de formación estelar de galaxias en entornos de baja densidad se distribuye de manera más concentrada sobre este eje que para el caso de alta densidad para todo el rango de distancias y velocidades.

Hablando específicamente de la $sSFR$, vemos que en ambas muestras se hace presente el gradiente que estudiamos durante el Capítulo 6 con respecto a los tres ejes de inercia, encontrando galaxias más formadoras de estrellas sobre el eje intermedio que sobre el mayor. Para explorar con más detalle los valores medios de la tasa de formación estelar específica, analicemos las curvas según distancia y signo de la velocidad para cada una de estas muestras que presentamos en la Figura 8.4. En el panel superior de dicha figura presentamos en colores marrón y celeste la $sSFR$ media para galaxias en ambientes de alta y baja densidad, respectivamente, mientras que en el panel inferior presentamos el cociente de ambas curvas.

En primer lugar, es importante notar que las galaxias cayendo al cúmulo ($V_r/V_{\text{vir}} < 0$) no presentan diferencias estadísticamente significativas en la tasa de formación estelar según la densidad del entorno. Dentro del radio virial, tampoco se evidencian diferencias entre ambas muestras aunque sí podemos observar que las curvas de galaxias saliendo del cúmulo muestran una $sSFR$ menor que las que ingresan.

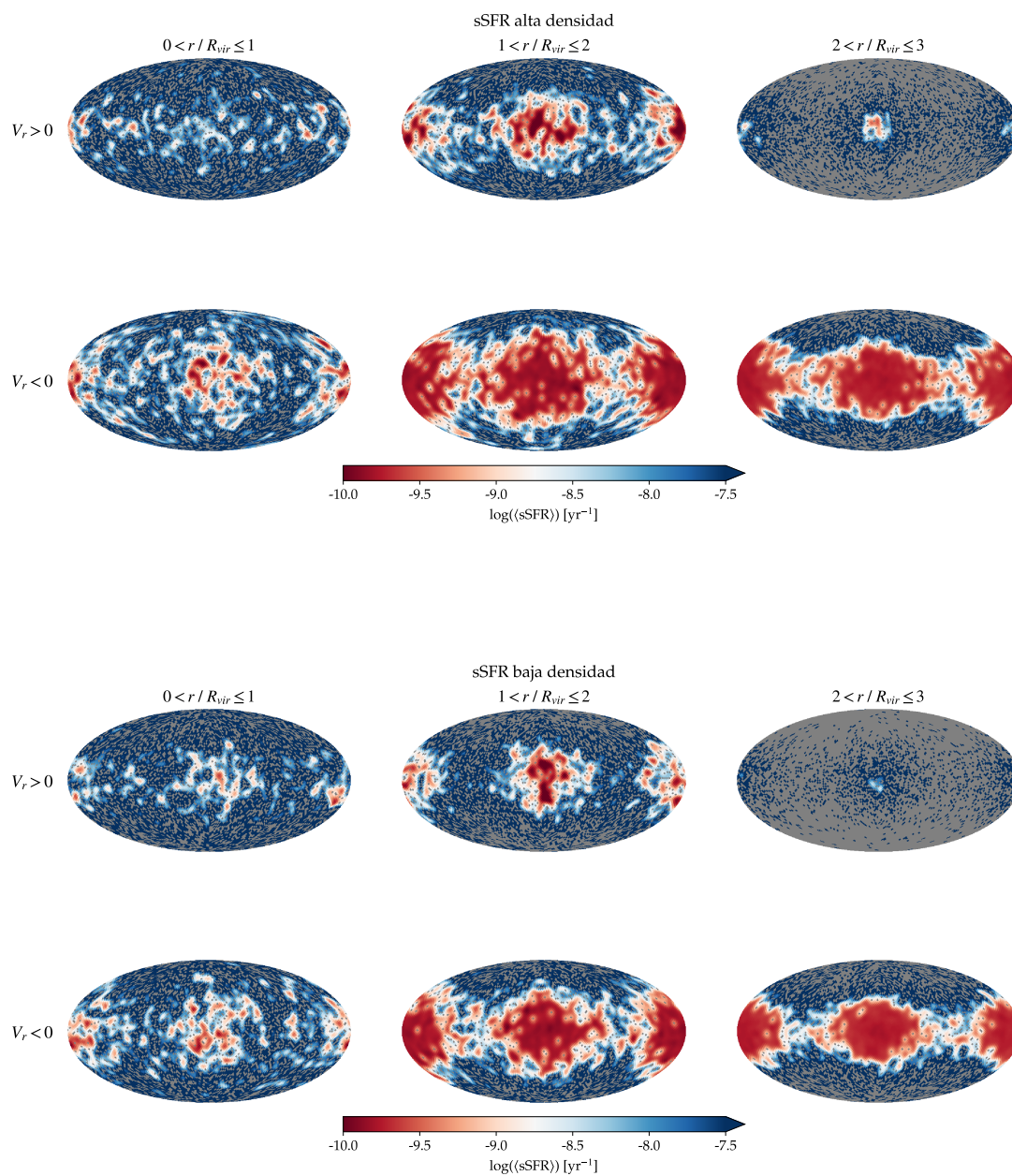


Figura 8.3: Distribución angular proyectada de la tasa de formación estelar específica media para las galaxias en cúmulos ubicados en regiones de alta (*arriba*) y baja (*abajo*) densidad ambiente según su velocidad radial y distancia al centro. En escala de colores se muestra la tasa de formación estelar específica en promedio de cada píxel.

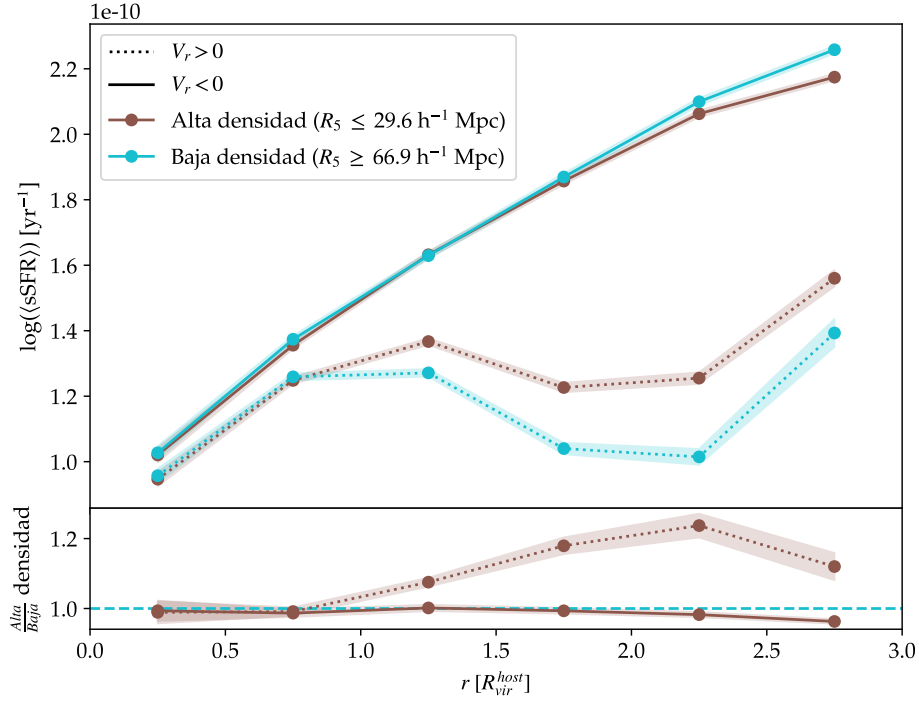


Figura 8.4: Tasa de formación estelar específica media como función de la distancia para galaxias con velocidades relativas al centro positivas (*curvas punteadas*) y velocidades negativas (*curvas sólidas*) según la densidad ambiente donde vive el cúmulo: ambientes de alta densidad (*curvas marrones*) y de baja densidad (*curvas celestes*). En el *panel inferior* se muestra el cociente entre la muestra de alta y baja densidad.

Sin embargo, lo interesante de estas curvas es lo que pasa por fuera del radio virial para velocidades positivas. Si comparamos las tasas de formación estelar específicas medias de galaxias alejándose de cúmulos en entornos de alta y baja densidad, vemos que en el caso de alta densidad las galaxias forman en promedio más estrellas que en el caso de baja densidad, variando entre un 10% y un 20% relativo dependiendo de la distancia que miremos, tal como se muestra en el panel inferior. Entre 2 y 3 R_{vir} , la tasa de formación estelar específica media para galaxias con velocidades positivas en entornos de alta densidad alcanza valores entre $1,26 - 1,56 \times 10^{-10} \text{ yr}^{-1}$, mientras que para baja densidad estos valores disminuyen hasta $1,01 - 1,39 \times 10^{-10} \text{ yr}^{-1}$.

8.3 COLOR $(g - r)^0$

Comparemos ahora los colores medios $(g - r)^0$ cuyas curvas según la distancia al centro del halo principal y el signo de la velocidad presentamos en la Figura 8.5 para galaxias en sistemas de alta y baja densidad ambiente,

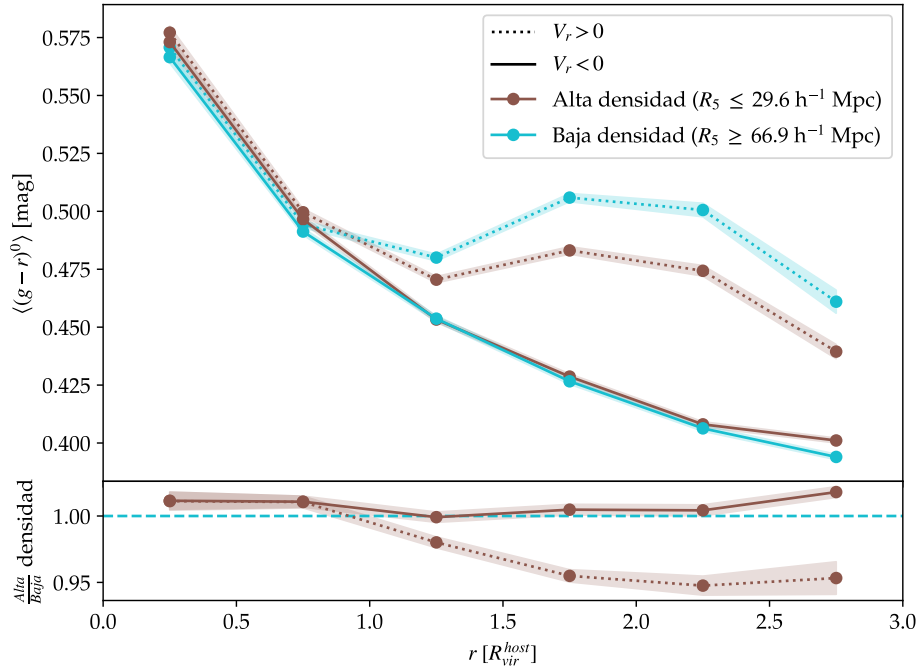


Figura 8.5: Color $(g - r)^0$ medio como función de la distancia para galaxias con velocidades relativas al centro positivas (*curvas punteadas*) y velocidades negativas (*curvas sólidas*) según la densidad ambiente donde vive el cúmulo: ambientes de alta densidad (*curvas marrones*) y de baja densidad (*curvas celestes*). En el *panel inferior* se muestra el cociente entre la muestra de alta y baja densidad.

utilizando el mismo esquema de colores que en la sección previa. Los mapas complementarios de distribución angular pueden encontrarse en el Apéndice A.1.1, Figura A.1.

Tal como vimos en la tasa de formación estelar específica, las galaxias acercándose al cúmulo ($V_r/V_{\text{vir}} < 0$) no presentan diferencias estadísticamente significativas según la densidad del entorno a lo largo de todo el rango de distancias. Sin embargo, si miramos los objetos que se encuentran alejándose del centro por fuera del radio virial ($V_r/V_{\text{vir}} > 0$, $r/R_{\text{vir}} > 1$), vemos que las galaxias presentan colores ligeramente más rojos en cúmulos que viven en ambientes menos densos. En cúmulos ubicados en ambientes densos, encontramos galaxias saliendo que son un 5% más azules de las que encontraríamos en cúmulos de ambientes poco densos.

Estos resultados, en concordancia con lo analizado para la *sSFR*, nos indican que si bien cúmulos ubicados en diferentes ambientes atraen galaxias similares, las interacciones en su interior no son las mismas y por ende aquellos objetos que ya hicieron su pasaje por el pericentro y se están alejando, han sufrido consecuencias diferentes que se evidencian en estas propiedades

8.4 FRACCIÓN DE GAS

Evaluemos a continuación las fracciones de gas medias cuyas curvas según la distancia y el signo de la velocidad presentamos en la Figura 8.6 para galaxias en sistemas de alta y baja densidad ambiente, de manera análoga a la $sSFR$ y el color. Los mapas complementarios de distribución angular pueden encontrarse en el Apéndice A.1.1, Figura A.2.

En términos generales, vemos nuevamente que no existen diferencias estadísticamente significativas para las galaxias acercándose al cúmulo ($V_r/V_{\text{vir}} < 0$) según el ambiente en el que habita a lo largo de todo el rango de distancias. Sin embargo, aquellas galaxias alejándose del centro ($V_r/V_{\text{vir}} > 0$) no sólo presentan una fracción de gas menor que las que tienen velocidades negativas, sino que además muestran diferencias según la densidad del entorno. Para el caso de cúmulos en regiones de baja densidad, encontramos que la fracción de gas de las galaxias en esa vecindad es menor que para el caso de alta densidad. Estas diferencias alcanzan un $\sim 10\%$ relativo para distancias

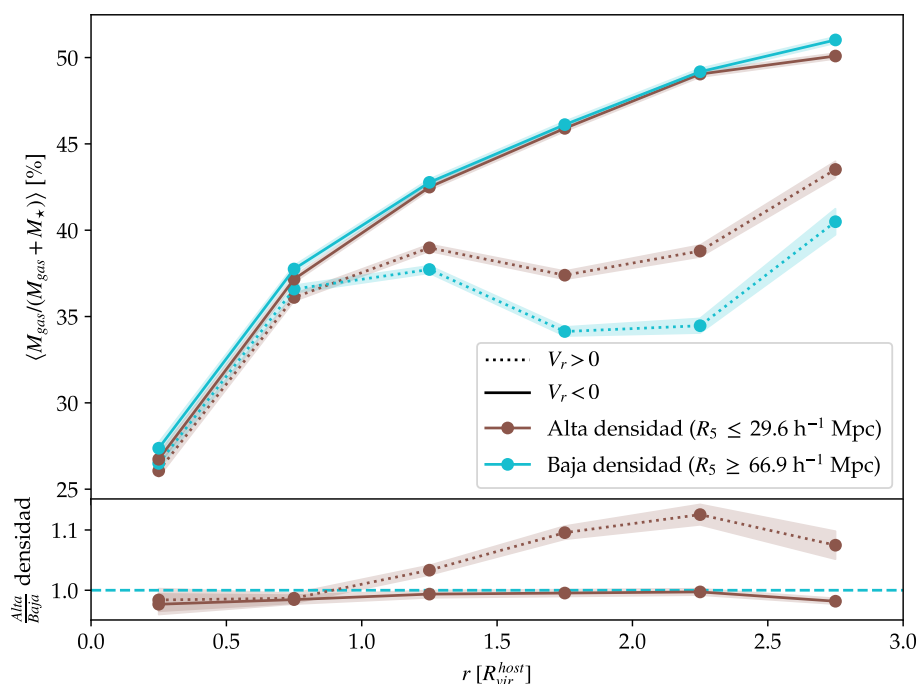


Figura 8.6: Fracción de gas media como función de la distancia para galaxias con velocidades relativas al centro positivas (*curvas punteadas*) y velocidades negativas (*curvas sólidas*) según la densidad ambiente donde vive el cúmulo: ambientes de alta densidad (*curvas marrones*) y de baja densidad (*curvas celestes*). En el *panel inferior* se muestra el cociente entre la muestra de alta y baja densidad.

entre 1,5 y 3,0 R_{vir} , tal como podemos observar en el cociente entre alta y baja densidad que presentamos en el panel inferior de esta Figura. Por otra parte, dentro del radio virial, ambas poblaciones se comportan de la misma manera independientemente del signo de la velocidad radial. Estos resultados están en concordancia con el análisis de la tasa de formación estelar específica y el color.

8.5 EDAD ESTELAR MEDIA

Finalmente, evaluemos cómo se comportan las edades medias estelares. Presentamos las curvas según la distancia y el signo de la velocidad en la Figura 8.7 para galaxias en sistemas de alta y baja densidad ambiente, de manera análoga a las propiedades previas. Los mapas complementarios de distribución angular pueden encontrarse en el Apéndice A.1.1, Figura A.3.

Tal como vimos en todas las propiedades previamente estudiadas, cúmulos en diferentes entornos atraen galaxias con propiedades similares y en su

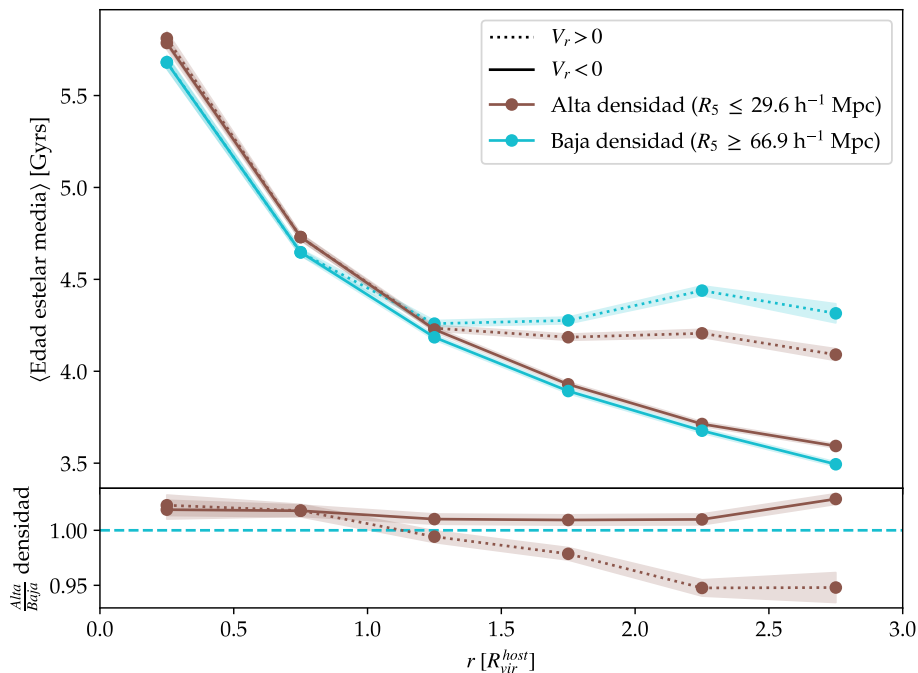


Figura 8.7: Edad estelar media como función de la distancia para galaxias con velocidades relativas al centro positivas (*curvas punteadas*) y velocidades negativas (*curvas sólidas*) según la densidad ambiente donde vive el cúmulo: ambientes de alta densidad (*curvas marrones*) y de baja densidad (*curvas celestes*). En el *panel inferior* se muestra el cociente entre la muestra de alta y baja densidad.

interior (para distancias menores a su radio virial) viven galaxias que tampoco muestran grandes diferencias. Sin embargo, las variaciones en las propiedades para galaxias alejándose del cúmulo nos indican que el paso por el centro del mismo afecta a estos objetos de distintas maneras.

Para el caso de la edad estelar media, podemos ver que la tendencia que observamos en la $sSFR$, color y fracción de gas se sostiene. Para velocidades positivas y por fuera del radio virial, los cúmulos en regiones de alta densidad tienen galaxias con poblaciones estelares en promedio más jóvenes que en regiones de baja densidad. Entre 2 y 3 R_{vir} , estas diferencias rondan un $\sim 5\%$ relativo, siendo aproximadamente 0,25 Gyrs más jóvenes las galaxias en regiones de alta densidad.

Por último, cabe mencionar que en el bin más lejano al centro ($2,5 < r/R_{vir} \leq 3,0$) y para velocidades negativas podemos observar una pequeña diferencia en las cuatro propiedades, siendo las galaxias ubicadas en regiones de alta densidad marginalmente menos formantes, más rojas, con menor contenido de gas y una población estelar media más vieja.

8.6 DISCUSIÓN Y CONCLUSIONES

Respecto a las cuatro propiedades astrofísicas estudiadas: tasa de formación estelar específica, color, fracción de gas y edad estelar media, no encontramos diferencias estadísticamente significativas en los valores medios de las galaxias acercándose al cúmulo. Sin embargo, detectamos diferencias en los objetos con velocidad positiva que están alejándose del centro. Aquellas galaxias en la vecindad de cúmulos que viven en ambientes densos son en promedio más azules, más formadoras de estrellas, poseen una mayor fracción de gas y una población estelar más joven que en el caso de baja densidad ambiente.

Los resultados hallados en este capítulo nos llevan a preguntarnos porqué si las propiedades astrofísicas medias de las galaxias que están acercándose al cúmulo son similares, no lo son para los objetos que se alejan. ¿Qué diferencias existen en las interacciones dentro del cúmulo que puedan propiciar cambios en las galaxias en distinta intensidad según el ambiente en el que se encuentra?

Para responder estas preguntas y entender la naturaleza de las diferencias de estos procesos, veamos cómo es la componente radial de esta acreción. Tomamos las distribuciones de las dos submuestras correspondientes a cúmulos en alta y baja densidad ambiente en el espacio de fase V_r/V_{vir} vs. r/R_{vir} y calculamos la diferencia entre el semiplano de velocidad positiva y negativa, siguiendo la misma metodología que en el Capítulo 5. Presentamos entonces la *distribución del exceso de galaxias* en la Figura 8.8 para galaxias en cúmulos en regiones de alta (panel izquierdo) y baja (panel derecho) densidad ambiente,

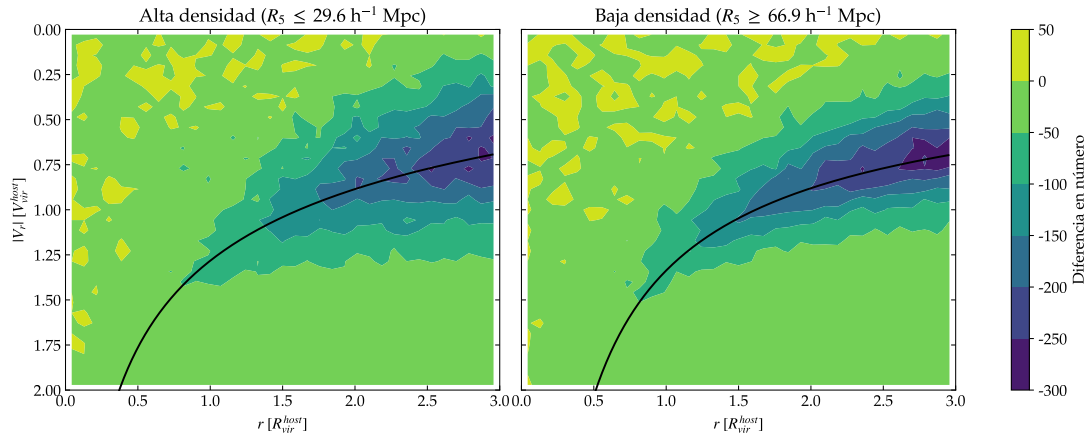


Figura 8.8: Distribución bidimensional en curvas de nivel del exceso de galaxias en el espacio de fase velocidad radial - distancia al halo huésped para galaxias en cúmulos ubicados en regiones de alta (*panel izquierdo*) y baja (*panel derecho*) densidad. Tanto la velocidad radial como la distancia se encuentran escaladas a la velocidad y radio virial del halo huésped, respectivamente.

donde píxeles azules y violetas muestran un exceso en número de galaxias con velocidades negativas para esa distancia y ese módulo de velocidad radial.

Comparando ambas distribuciones podemos observar que para el caso de cúmulos en regiones de baja densidad, las galaxias en su primer acercamiento se distribuyen de manera más radial que en el caso de alta densidad, es decir que el *infall* es más ordenado y la distribución de velocidades dada una distancia es mucho más estrecha.

Para comparar con más detalle ambas distribuciones, ajustamos una curva que modele esta estructura, la cual presentamos no sólo en las distribuciones bidimensionales sino además en el panel izquierdo de la Figura 8.9 para ambas submuestras. En base a este ajuste podemos ver cómo, por fuera del radio virial, las velocidades radiales medias en ambos casos se comportan de la misma manera, mientras que dentro del radio virial observamos que a una misma distancia las galaxias de cúmulos en entornos de baja densidad presentan una velocidad radial media más grande –en módulo– que en el caso de alta densidad.

Por otra parte, si vemos las curvas de los anchos de esta estructura según la distancia al centro mostrada en el panel derecho de la Figura 8.9, es muy claro lo dicho previamente: la dispersión de velocidades radiales de galaxias en cúmulos en entornos de alta densidad es mucho más grande que en cúmulos en baja densidad ambiente. Esto nos habla también de la *radialidad* de las órbitas que describen estos objetos. Tiene sentido pensar que en un entorno de alta densidad tengamos mayor dispersión puesto que la galaxia que se encuentra

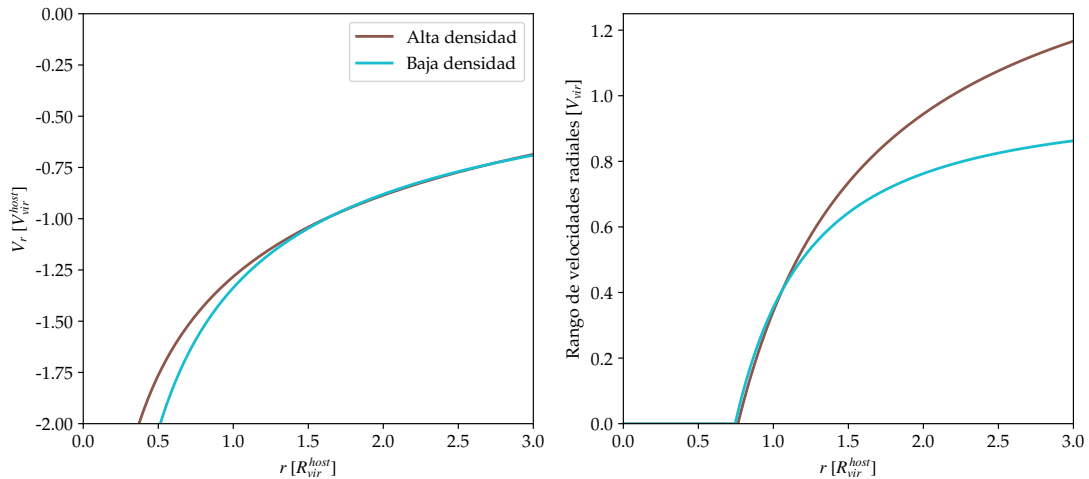


Figura 8.9: Caracterización del *infall* de galaxias en cúmulos ubicados en ambientes de alta y baja densidad (*curvas marrón y celeste*, respectivamente) a partir de las curvas de velocidad radial ajustadas en función de la distancia (*panel izquierdo*) y del ancho de la estructura según la distancia (*panel derecho*).

acercándose al cúmulo principal, se encontrará en la vecindad con otros objetos masivos que forzarán la modificación de su trayectoria; mientras que si en $70 h^{-1} \text{Mpc}$ a la redonda no existen halos comparables al cúmulo principal, los objetos en su primer acercamiento podrán describir una trayectoria más directa hacia el centro, dado que este cúmulo domina la dinámica del universo local.

A raíz de esta *radialidad*, las galaxias describirán órbitas más cercanas al centro del cúmulo y por ende podrían experimentar interacciones más intensas, propiciando así que las galaxias acretadas a cúmulos que viven en entornos de menor densidad tiendan a enrojecerse, formar menos estrellas y perder más gas que aquellas que describen órbitas menos radiales como es el caso de cúmulos en ambientes densos. Todas las propiedades analizadas arrojan resultados coherentes entre ellas y consistentes con el panorama que planteamos relacionado con la *radialidad* de la acreción según el ambiente.

9

PROPIEDADES ASTROFÍSICAS SEGÚN LA PREDOMINANCIA DE LA GALAXIA CENTRAL DOMINANTE DEL CÚMULO

Finalmente, nos proponemos explorar la relación entre las propiedades astrofísicas y la predominancia de la/s galaxia/s central/es de los cúmulos. Buscamos responder algunas preguntas tales como, ¿tendrán aquellas galaxias cayendo a un cúmulo con una única galaxia predominante las mismas propiedades que las que se acercan a cúmulos con dos galaxias centrales dominantes? ¿Afectarán del mismo modo las interacciones en estos dos tipos de cúmulos a los objetos que ya han completado un pasaje por el mismo y se encuentran alejándose?

Para responder nuestros interrogantes, caracterizamos la presencia de una o más de una galaxia central dominante a partir del cálculo de la diferencia de magnitudes en la banda r entre las dos galaxias más brillantes ubicadas en la parte más central del cúmulo (dentro de $0,5 R_{\text{vir}}$). Presentamos la distribución de esta diferencia en la Figura 9.1 en la cual resaltamos los límites del primer y último decil que definirán las submuestras a utilizar en el resto de este capítulo. De esta manera, hablaremos de cúmulos dominados por una única galaxia central brillante cuando la diferencia de magnitudes sea mayor a 3,52 magnitudes y de cúmulos dominados por más de una galaxia central brillante cuando la diferencia sea menor a 0,81 magnitudes. Es de destacar que este parámetro de diferencia de magnitudes en las partes centrales de los cúmulos, es un observable alcanzable fácilmente y podría servirnos de puente entre las simulaciones y las observaciones.

Evaluamos la independencia estadística de este parámetro respecto a la esfericidad y la distancia al quinto vecino de nuestros sistemas utilizados en los Capítulos 7 y 8 según los coeficientes r de Pearson, ρ de Spearman y τ de Kendall¹ y no encontramos correlación. Los valores exactos pueden ser consultados en la Tabla A.1 y la distribución de estas variables en las Figuras A.8 y A.9.

¹Para más detalles sobre el cálculo de estos coeficientes ver el Apéndice A.2.

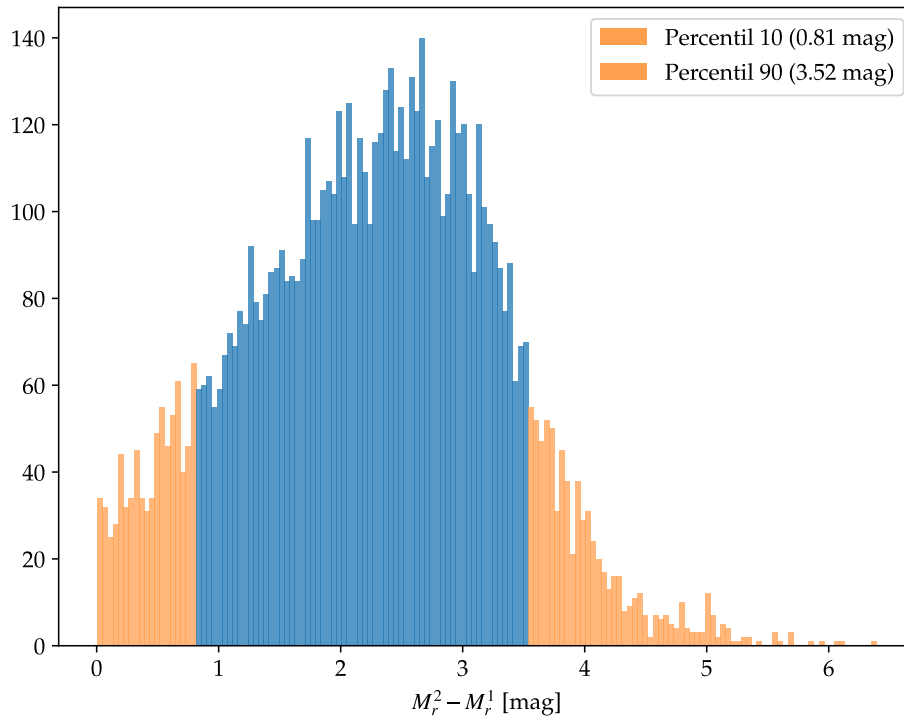


Figura 9.1: Distribución de la diferencia de magnitudes de las dos galaxias más brillantes de la parte central del cúmulo en la banda r . Se resaltan el último y primer decil en naranja correspondientes a cúmulos con una y más de una galaxia central dominante, respectivamente.

En este capítulo abordaremos las siguientes propiedades en relación a la predominancia de la galaxia central del cúmulo:

- *Distribución en número*
- *Tasa de formación estelar específica*
- *Color $(g - r)^0$*
- *Fracción de gas $(M_{\text{gas}} / (M_{\text{gas}} + M_{\star}))$*
- *Edad estelar media*

9.1 DISTRIBUCIÓN EN NÚMERO

Para comenzar, analizaremos cómo se distribuyen las galaxias en cada submuestra a lo largo del *cielo* en coordenadas esféricas centradas en el halo principal. En la Figura 9.2 presentamos los mapas de distribución en número según la distancia al centro del halo principal y el signo de la velocidad radial

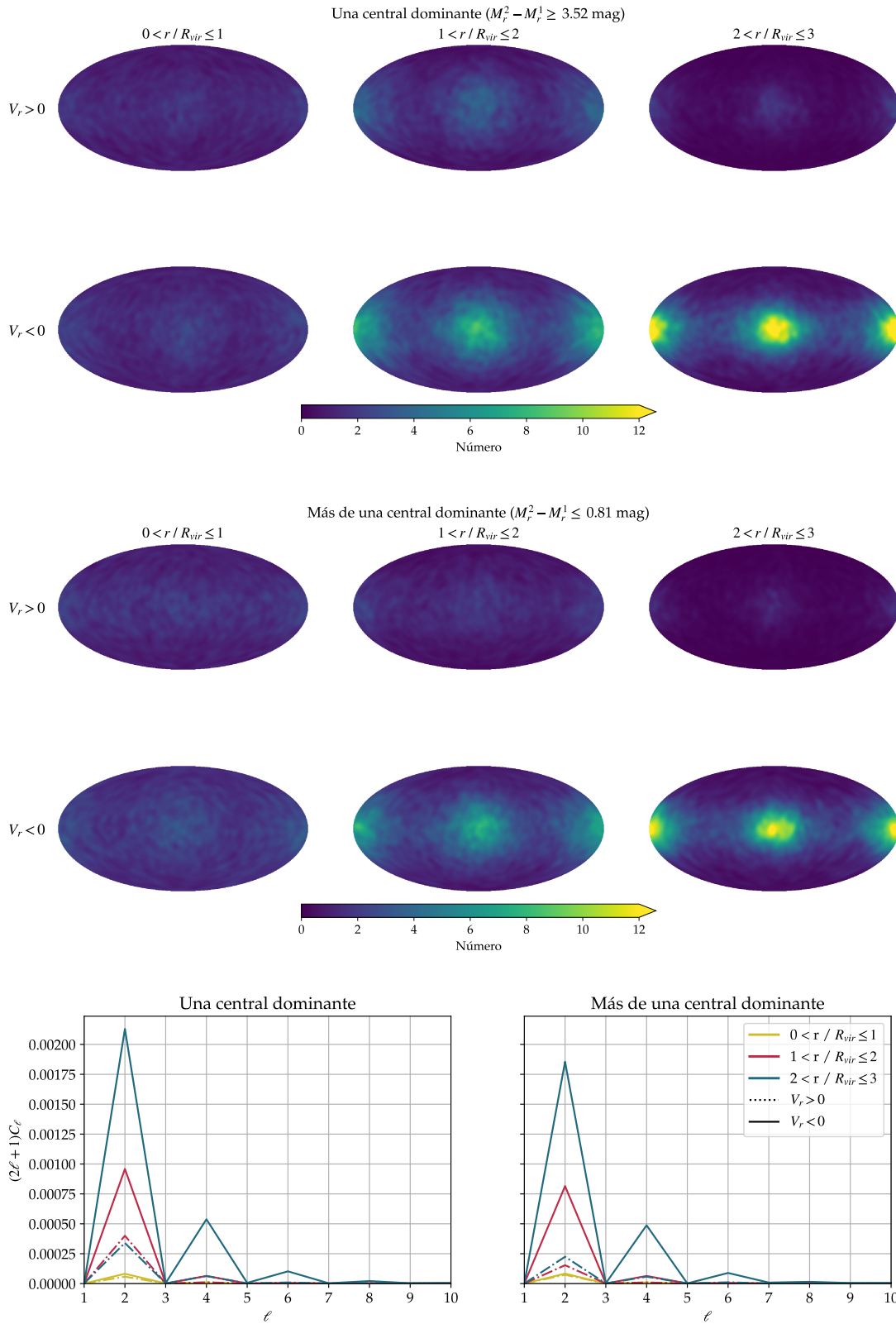


Figura 9.2: Distribución angular proyectada de las posiciones para las galaxias en cúmulos con una (*arriba*) y más de una (*centro*) central dominante según su velocidad radial y distancia al centro. *Abajo*: espectros de potencias de ambas distribuciones.

para el caso de galaxias en cúmulos con una única central dominante en el panel superior y con más de una central dominante en el panel central.

En ambos casos el eje principal de inercia muestra la principal concentración de objetos, especialmente para velocidades negativas y distancias mayores al radio virial. No obstante, en el caso de velocidades positivas se puede ver una mayor concentración de galaxias en esta dirección en el caso de cúmulos con una central dominante a distancias mayores que el radio virial, efecto que en el caso de más de una central es prácticamente despreciable. Dentro del radio virial, las distribuciones se asemejan a una distribución uniforme en ambos casos.

Para evaluar con más detalle estos aspectos, presentamos en el panel inferior de la Figura 9.2 los espectros de potencias de estos mapas para una central dominante a la izquierda y más de una, a la derecha, utilizando el mismo esquema de colores que en el Capítulo 5. Podemos observar que las curvas sólidas correspondientes a velocidades radiales negativas son muy similares en ambos casos aunque el cuadrupolo muestra diferentes amplitudes, siendo aproximadamente un 10% más intenso en el caso de una central dominante para distancias mayores al radio virial. Esto puede observarse en los mapas HEALPIX, en los cuales la intensidad de los píxeles cercanos al eje principal es mayor en el caso de una central dominante.

Por otra parte, si miramos las curvas punteadas correspondientes a velocidades radiales positivas a distancias mayores al radio virial, podemos ver que las amplitudes del cuadrupolo en el caso de una central dominante son mucho mayores que para más de una central dominante. En particular, para los objetos ubicados entre 1 y $2 R_{\text{vir}}$ esta amplitud es tres veces más grande, reflejando la diferencia en concentración de objetos sobre el eje mayor que observamos en los mapas.

Habiendo hecho la comparación de las distribuciones en número, continuaremos con el análisis de las propiedades astrofísicas medias de las galaxias en ambas submuestras.

9.2 TASA DE FORMACIÓN ESTELAR ESPECÍFICA

En primera instancia, evaluemos la distribución angular de la tasa de formación estelar específica media. Presentamos los mapas de distribución angular según distancia y signo de la velocidad radial para el promedio de esta propiedad en la Figura 9.3 para el caso con una galaxia central dominante (panel superior) y más de una galaxia dominante (panel inferior).

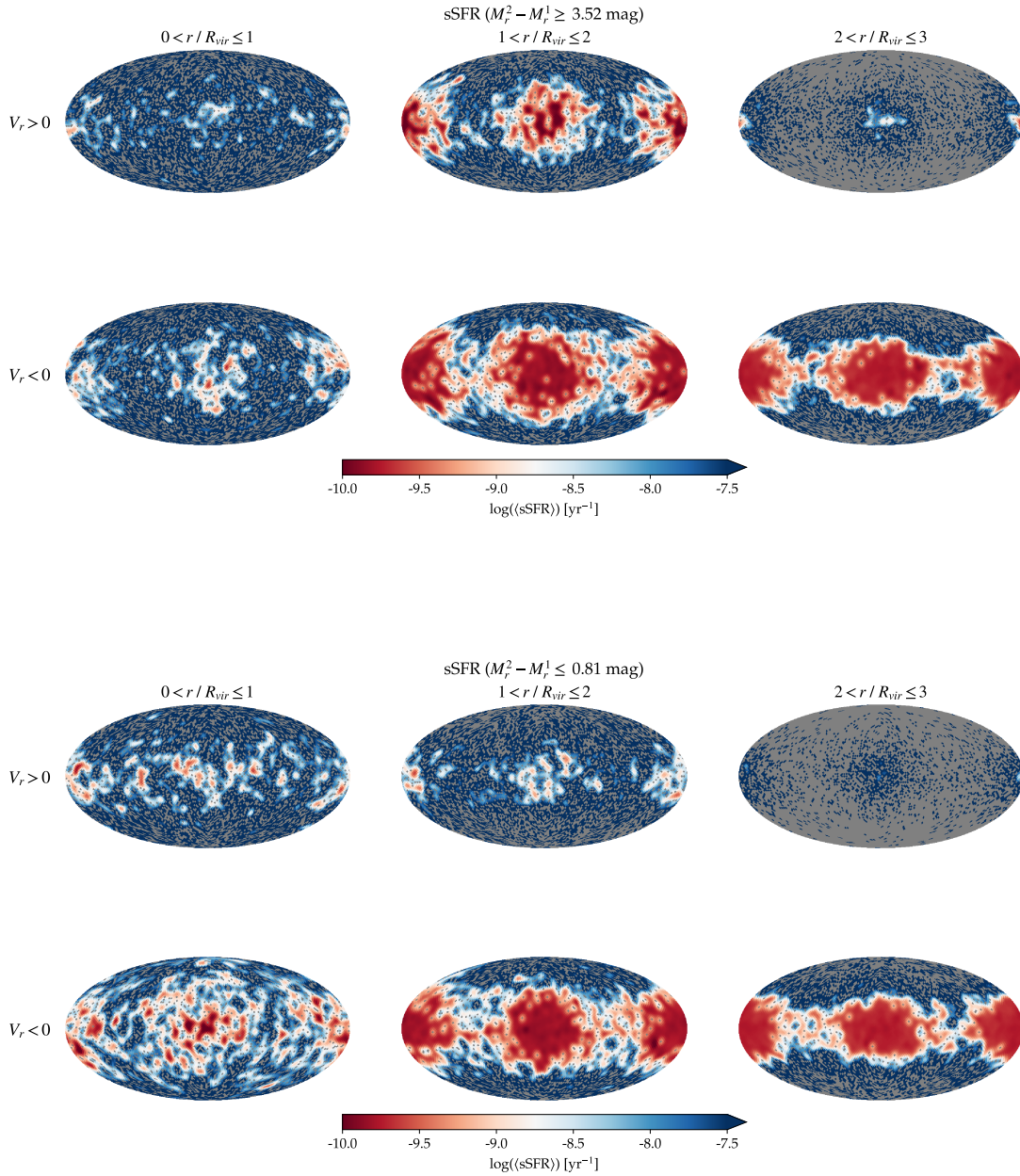


Figura 9.3: Distribución angular proyectada de la tasa de formación estelar específica media para las galaxias en cúmulos con una (*arriba*) y más de una (*abajo*) central dominante según su velocidad radial y distancia al centro. En escala de colores se muestra la tasa de formación estelar específica en promedio de cada píxel.

Es clara una vez más la concentración sobre el eje principal de inercia, especialmente para galaxias acercándose al cúmulo –recordamos que el eje mayor está ubicado en el centro y los extremos del eje horizontal de cada mapa. Sin embargo, las distribuciones para galaxias alejándose del cúmulo muestran diferencias según el tipo de cúmulo que miremos. En particular, los objetos en el caso de cúmulos dominados por una única galaxia central presentan una tasa de formación estelar específica menor en promedio que para cúmulos con más de una galaxia central dominante. Por otra parte, dentro del radio virial la $sSFR$ no muestra estructuras que permitan identificar diferencias entre ambas submuestras.

Cuantificamos las diferencias en los valores medios de la tasa de formación estelar específica a partir de las curvas promedio según la distancia y el signo de la velocidad radial para ambas submuestras. Presentamos en el panel superior de la Figura 9.4 las curvas de $sSFR$ media para galaxias en cúmulos con una única galaxia central dominante (curvas bordó) y para objetos en cúmulos con más de una central dominante (curvas verdes) y el cociente entre ambas en el panel inferior.

Tal como mencionamos previamente a partir del análisis de los mapas angulares, la curva correspondiente a galaxias en cúmulos con una única central dominante nos muestra una tasa de formación estelar específica media menor que para galaxias en cúmulos con más de una central dominante por fuera del radio virial, independientemente del signo de la velocidad radial. Para velocidades negativas las diferencias son mucho más pequeñas que para velocidades positivas, alcanzando su diferencia máxima en este último caso para distancias mayores a $2 R_{\text{vir}}$ donde la $sSFR$ varía desde $1,0 - 1,3 \times 10^{-10} \text{ yr}^{-1}$ para el caso de una única central hasta $1,4 - 1,8 \times 10^{-10} \text{ yr}^{-1}$ para más de una central dominante, diferencia que porcentualmente equivale a un $\sim 28\%$.

Dentro del radio virial, podemos observar una inversión de las curvas y nos encontramos con que la tasa de formación estelar específica para el caso de galaxias en cúmulos con más de una central dominante es menor que para el caso de una única central dominante. Los objetos más centrales son los que presentan mayores diferencias alcanzando un $\sim 20\%$ para velocidades positivas y casi un $\sim 33\%$ para velocidades negativas. La dinámica de tener dos galaxias centrales dominantes podría cambiar la naturaleza de las interacciones en las partes más internas del cúmulo o incluso podría ser un indicador de que estos cúmulos presentan subestructuras, propiciando así mayores interacciones que produzcan transformaciones de las propiedades de las galaxias atravesando el cúmulo.

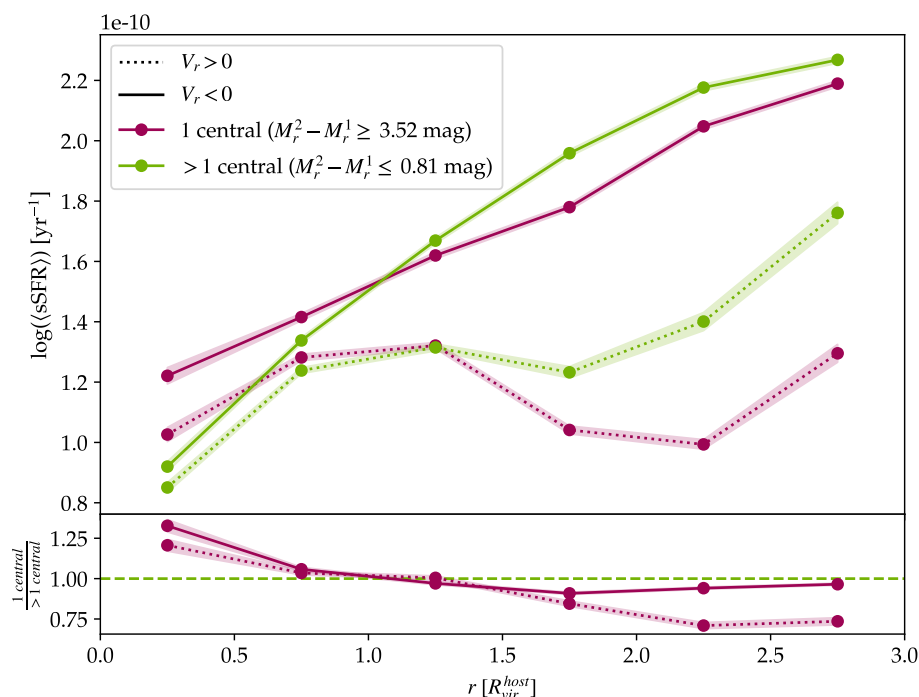


Figura 9.4: Tasa de formación estelar específica media como función de la distancia para galaxias con velocidades relativas al centro positivas (*curvas punteadas*) y velocidades negativas (*curvas sólidas*) según la galaxia central dominante del cúmulo: cúmulos con una única central dominante (*curvas bordó*) y con más de una central dominante (*curvas verdes*). En el *panel inferior* se muestra el cociente entre la muestra de una dominante respecto a más de una.

9.3 COLOR $(g - r)^0$

Continuemos con el color $(g - r)^0$ medio. En la Figura 9.5 presentamos las curvas de color promedio según distancia y signo de la velocidad radial para cúmulos dominados por una y más de una galaxia central (curvas bordó y verdes, respectivamente). Los mapas complementarios de distribución angular pueden encontrarse en el Apéndice A.1.2, Figura A.4.

Por fuera del radio virial, podemos observar que en el caso de cúmulos dominados por una única galaxia central los objetos presentan colores más rojos que cuando más de una galaxia dominan el centro del cúmulo, tanto para velocidades positivas como negativas, aunque en menor medida en este último caso. Esta diferencia alcanza su máximo para aquellas galaxias que se encuentran alejándose del cúmulo ($V_r/V_{\text{vir}} > 0$) a distancias mayores a $2 R_{\text{vir}}$, donde el color medio varía un $\sim 10\%$, mientras que a estas mismas distancias pero para galaxias acercándose al cúmulo ($V_r/V_{\text{vir}} < 0$), estas diferencias son de apenas un $\sim 2,5\%$.

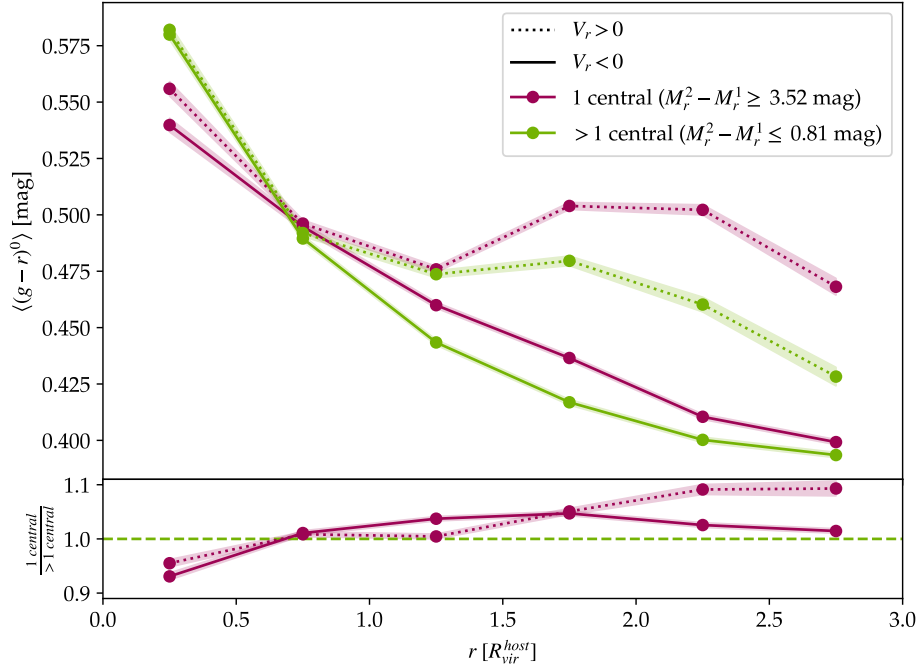


Figura 9.5: Color $(g - r)^0$ medio como función de la distancia para galaxias con velocidades relativas al centro positivas (*curvas punteadas*) y velocidades negativas (*curvas sólidas*) según la galaxia central dominante del cúmulo: cúmulos con una única central dominante (*curvas bordó*) y con más de una central dominante (*curvas verdes*). En el *panel inferior* se muestra el cociente entre la muestra de una dominante respecto a más de una.

Dentro del radio virial nos encontramos con la misma situación que describimos en el caso de la tasa de formación estelar específica. Si bien las diferencias entre los colores medios no son muy grandes, cabe mencionar que para los objetos más centrales alcanzan una diferencia relativa del $\sim 7\%$ para velocidades negativas y tan sólo un $\sim 3,5\%$ para velocidades positivas, siendo ligeramente más azules las galaxias en cúmulos con una única central dominante, evidenciando nuevamente que la composición en la parte central del cúmulo influye en las propiedades medias de las galaxias que están en proceso de acreción.

9.4 FRACCIÓN DE GAS

Analicemos a continuación las curvas de fracción de gas media según distancia al centro y signo de la velocidad radial para cúmulos dominados por una y más de una galaxia central (curvas bordó y verde, respectivamente) que presentamos en el panel superior de la Figura 9.6. Los mapas complementarios

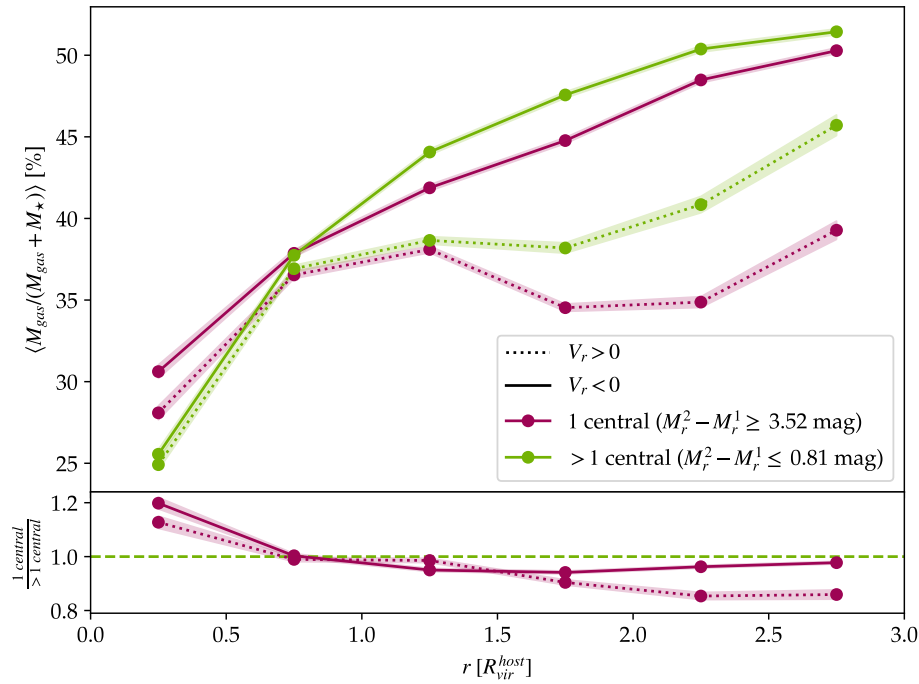


Figura 9.6: Fracción de gas media como función de la distancia para galaxias con velocidades relativas al centro positivas (*curvas punteadas*) y velocidades negativas (*curvas sólidas*) según la galaxia central dominante del cúmulo: cúmulos con una única central dominante (*curvas bordó*) y con más de una central dominante (*curvas verdes*). En el *panel inferior* se muestra el cociente entre la muestra de una dominante respecto a más de una.

de distribución angular pueden encontrarse en el Apéndice A.1.2, Figura A.5.

Nuevamente encontramos tendencias muy similares a las propiedades estudiadas previamente en este capítulo. A distancias mayores a un radio virial, encontramos un menor porcentaje de gas en promedio para los objetos en cúmulos dominados por una única galaxia central brillante, diferencia que aumenta mientras más lejos del centro miremos y especialmente para velocidades positivas. En este último caso, observando el panel inferior que muestra el cociente entre las curvas de ambas submuestras, podemos ver que a distancias mayores a $2 R_{\text{vir}}$ los objetos en cúmulos con una única central dominante presentan en promedio una fracción de gas un $\sim 15\%$ menor que para objetos en cúmulos con más de una central dominante.

Dentro del radio virial la tendencia se revierte de manera consistente con la tasa de formación estelar específica y el color. Independientemente del signo de la velocidad radial, encontramos una mayor fracción de gas en promedio para objetos en cúmulos con una única central dominante respecto a cúmulos con más de una. Si tomamos aquellos objetos más cercanos al centro, a distancias

menores a $0,5 R_{\text{vir}}$, encontramos que el cociente entre ambas submuestras (panel inferior) alcanza un máximo del $\sim 20\%$ para velocidades negativas y un $\sim 13\%$ para velocidades positivas.

9.5 EDAD ESTELAR MEDIA

Finalmente, veamos qué pasa con las edades estelares medias de estos objetos. Mostramos en la Figura 9.7 esta propiedad en promedio según la distancia al centro y el signo de la velocidad radial para cúmulos con una y más de una galaxia central dominante en el panel superior y el cociente entre ambas curvas en el panel inferior. Los mapas complementarios de distribución angular pueden encontrarse en el Apéndice A.1.2, Figura A.6.

Observando esta figura, encontramos que en las partes más externas de cúmulos dominados por una única galaxia central, a distancias mayores que un radio virial, las edades estelares medias de las galaxias son mayores que en cúmulos con más de una central dominante, especialmente para objetos

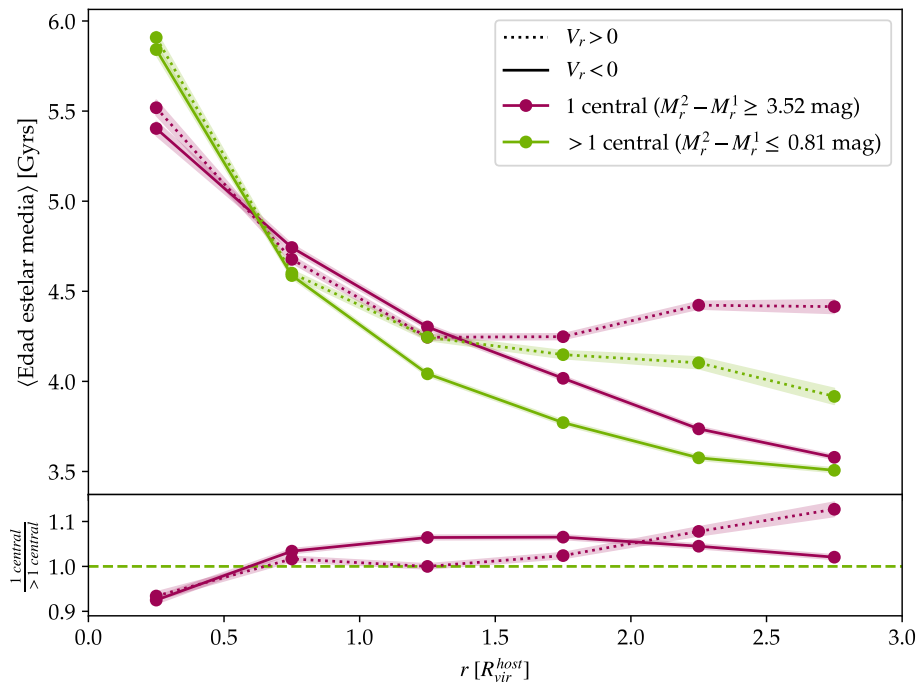


Figura 9.7: Edad estelar media como función de la distancia para galaxias con velocidades relativas al centro positivas (*curvas punteadas*) y velocidades negativas (*curvas sólidas*) según la galaxia central dominante del cúmulo: cúmulos con una única central dominante (*curvas bordó*) y con más de una central dominante (*curvas verdes*). En el *panel inferior* se muestra el cociente entre la muestra de una dominante respecto a más de una.

alejándose del centro ($V_r/V_{\text{vir}} > 0$). Galaxias alejándose del cúmulo a distancias entre 2,5 y 3 R_{vir} poseen una población estelar un $\sim 12,5\%$ más vieja en promedio en cúmulos dominados por una única central ($\sim 0,5$ Gyr). Por el otro lado, para el caso de velocidades radiales negativas, estas diferencias son mucho menores, alcanzando un máximo de tan solo el $\sim 6\%$.

A distancias cercanas al centro del halo principal, las curvas se cruzan y las diferencias en la estructura de la zona más central del cúmulo revierten la tendencia en las edades estelares medias, consistentemente a lo analizado en el resto de las propiedades. Independientemente del signo de la velocidad radial y a distancias menores a $0,5 R_{\text{vir}}$, encontramos objetos $\sim 0,4$ Gyr más jóvenes en cúmulos con una única central dominante, respecto a cúmulos con más de una galaxia central brillante.

9.6 DISCUSIÓN Y CONCLUSIONES

A lo largo de este capítulo exploramos las diferencias en las propiedades astrofísicas que presentan las galaxias en cúmulos con una o más de una galaxia central dominante. Es importante destacar que caracterizamos nuestras muestras según la diferencia de magnitudes de las dos galaxias centrales más brillantes, cantidad que nos podría permitir conectar estos resultados con catálogos observacionales.

Hablando específicamente de las cuatro propiedades abordadas y para el caso de las galaxias que se encuentran cayendo al cúmulo, no encontramos grandes diferencias según la central dominante si consideramos objetos ubicados por fuera del radio virial. Sin embargo, si miramos las propiedades medias de las galaxias alejándose de cada tipo de cúmulo, encontramos que las interacciones en cúmulos con una y más de una galaxia central dominante producen cambios en la tasa de formación estelar específica, color, fracción de gas y edad estelar media. Cúmulos con una única galaxia brillante central presentan objetos alejándose que son en promedio menos formantes, más rojos, con menor contenido de gas y con un contenido estelar más viejo que cúmulos con más de una central dominante. Por otra parte, las condiciones en las regiones más internas del cúmulo, muy cerca del centro del halo principal, son muy distintas en las dos submuestras consideradas y se hace evidente en las propiedades medias. En el caso en que el cúmulo tenga más de una galaxia brillante central encontramos menores tasas de formación estelar específica, colores más rojizos, menor contenido de gas y estrellas más viejas en promedio que en el caso de cúmulos con una única central dominante. Por un lado, no podemos pensar que sufrirán las mismas consecuencias objetos que interactúen con una o más de una galaxia brillante; y por otro lado, la presencia de más de

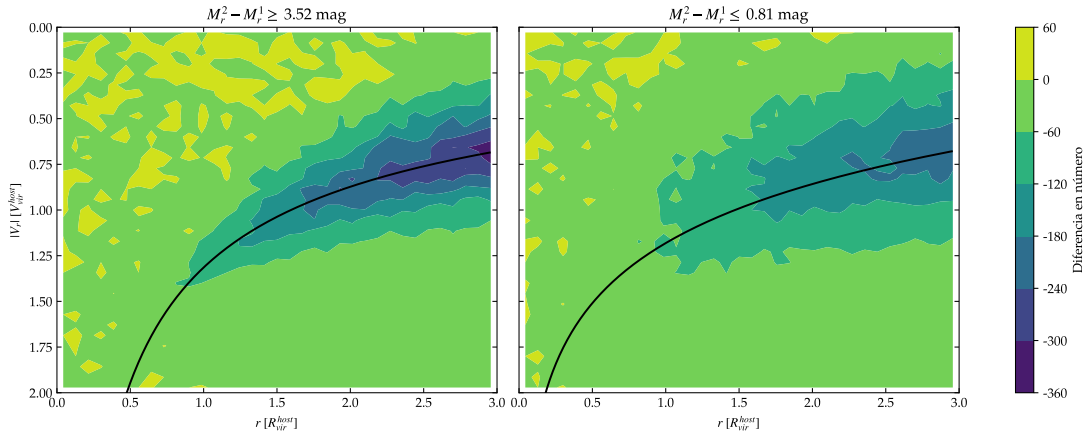


Figura 9.8: Distribución bidimensional en curvas de nivel del exceso de galaxias en el espacio de fase velocidad radial - distancia al halo huésped para galaxias en cúmulos con una central dominante (*panel izquierdo*) y más de una (*panel derecho*). Tanto la velocidad radial como la distancia se encuentran escaladas a la velocidad y radio virial del halo huésped, respectivamente.

un objeto central dominante podría ser un indicador de mayor aglomeración en el cúmulo (*clumpiness*). En este escenario, las galaxias tendrán una mayor probabilidad de sufrir los efectos de las interacciones, consistentemente con nuestros resultados.

Complementamos este análisis presentando en la Figura 9.8 las distribuciones del exceso de galaxias construidas de la misma manera que en el Capítulo 5 con el objetivo de poder evaluar las características de la componente radial de las dos submuestras. En el panel de la izquierda mostramos el exceso de galaxias en el espacio de fase V_r/V_{vir} vs r/R_{vir} en cúmulos con una única galaxia central dominante y en el panel derecho, las galaxias en cúmulos con más de una galaxia central dominante. Se muestran curvas de nivel en la escala de colores, según la cual píxeles de color violeta y azul indican un exceso en número de galaxias con velocidades negativas a esa distancia.

Si comparamos ambas distribuciones, podemos ver que las diferencias son notables. En el caso de una única central dominante, las galaxias en su primer acercamiento pueblan un sector del espacio de fase bien definido extendiéndose incluso hasta distancias cercanas a medio radio virial y alcanzando altas velocidades –en módulo. Por otra parte, en el caso de cúmulos dominados por más de una galaxia central, observamos una dispersión de velocidades radiales mucho más grandes en todo el rango de distancias abarcado que dan indicios de un *infall* más desordenado.

Tal como hicimos en el capítulo anterior, ajustamos curvas que describan las velocidades radiales medias en esta estructura y el ancho de la misma según

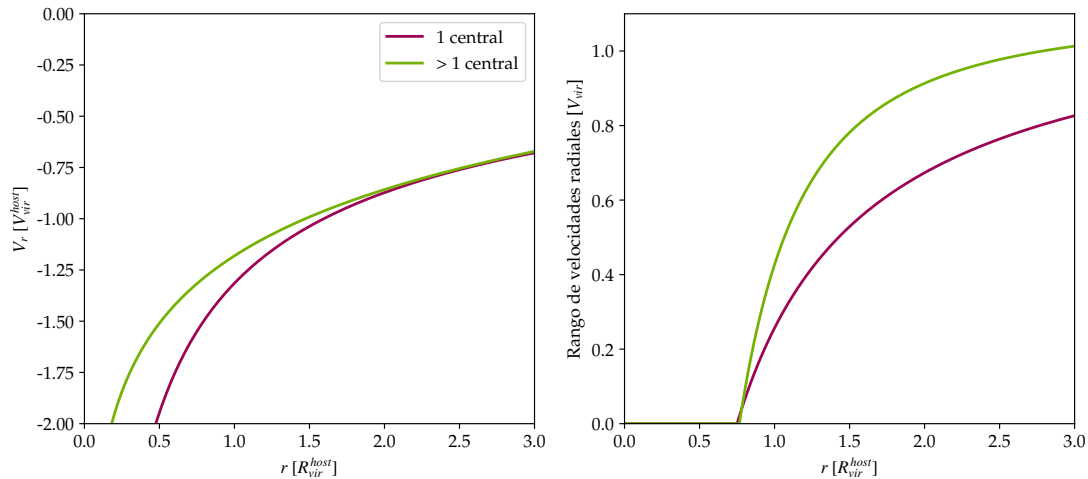


Figura 9.9: Caracterización del *infall* de galaxias en cúmulos dominados por una o más de una galaxia central (*curvas bordó y verde*, respectivamente) a partir de las curvas de velocidad radial ajustadas en función de la distancia (*panel izquierdo*) y del ancho de la estructura según la distancia (*panel derecho*).

la distancia, las cuales presentamos en la Figura 9.9. En el panel izquierdo podemos ver que, si bien a grandes distancias las curvas de *infall* que describen las galaxias en ambas submuestras son similares, a medida que nos acercamos al centro exhiben una gran diferencia. En cúmulos dominados por una única galaxia central, los objetos que están cayendo al mismo, lo hacen a velocidades mucho mayores que en el caso de más de una central dominante, dada una misma distancia. Más aún, en el panel derecho podemos observar la gran dispersión de velocidades radiales en el caso de cúmulos con más de una central dominante.

Estos resultados son consistentes con el escenario que tenemos a la vista. En el caso de cúmulos dominados por una única central dominante, las galaxias que estén acercándose al mismo describirán órbitas más radiales y se acercarán al centro con una trayectoria más directa que en el caso de más de una central brillante dado que en este último caso, hay más de un objeto dominando el campo gravitatorio local. Esta *radialidad* en la acreción podría producir interacciones más violentas, las cuales a su vez producen galaxias más rojas, menos formantes y con menor contenido de gas.

Es importante destacar cómo la composición del centro del cúmulo en tan solo medio radio virial, puede influir en el *infall* a distancias tan grandes como $2 - 3 R_{vir}$ y modificar las propiedades de las galaxias involucradas debido a su influencia en las trayectorias descriptas.

Parte IV

CONCLUSIONES

10

CONCLUSIONES

A lo largo de esta Tesis nos propusimos estudiar la naturaleza anisotrópica del proceso de acreción de galaxias en cúmulos masivos y su relación con las propiedades astrofísicas. Para esto identificamos sistemas en la simulación *MultiDark Planck 2* en conjunto con el modelo semianalítico *SAG* de manera tal de obtener una muestra estadísticamente relevante de galaxias en cúmulos identificados hasta tres radios viriales para llevar a cabo el análisis propuesto.

Estudiamos en primera instancia la distribución de galaxias en la dirección radial a partir del espacio de fase velocidad radial – distancia al centro, el cual nos permitió observar el *infall* neto de nuestros cúmulos. Los objetos que se encuentran aproximándose al centro pueblan un sector bien definido que está en completo acuerdo con trabajos previos de otros autores (Sales et al., 2007; Ludlow et al., 2009; Oman et al., 2013) y con el modelo de *infall* secundario (Bertschinger, 1985). Esta validación nos permitió ir más allá y explorar las potenciales diferencias de esta distribución en relación con las propiedades astrofísicas de las galaxias. En este punto, buscamos responder qué características presentan los objetos que están acercándose al cúmulo y encontramos que la zona del *infall* está mayormente poblada por objetos formadores de estrellas, de color azul, con alto contenido de gas y una población estelar joven en promedio.

Continuando con la idea de analizar direcciones preferenciales para la acreción, dejamos de lado el estudio de la radialidad para avanzar sobre las distribuciones angulares de nuestra muestra. Mediante la utilización de mapas HEALPix exploramos las distribuciones de galaxias en coordenadas esféricas centradas en el halo principal, apilando todos los sistemas de manera tal de explotar el potencial del tamaño de la muestra, y examinamos la dependencia con la distancia al centro y el signo de la velocidad radial. Hallamos una dirección evidentemente privilegiada que tanto las galaxias que están ingresando al cúmulo como las que están alejándose eligen para sus trayectorias, que coincide con el eje principal de inercia de estos sistemas. Decidimos profundizar este resultado a partir del cálculo de los espectros de potencias de los mapas utilizados de manera tal de poder cuantificarlos de alguna manera. Esta he-

rramienta nos permitió observar que para el caso de galaxias con velocidades en dirección al cúmulo, existe una segunda dirección privilegiada que corresponde al eje intermedio de inercia, aunque su importancia es mucho menor. A partir de estos resultados, nos preguntamos qué información podremos obtener de los espectros de potencia de la distribución angular de galaxias con diferentes propiedades astrofísicas. Encontramos claras diferencias según la tasa de formación estelar específica, el color $(g - r)^0$, la fracción de gas y la edad estelar media, especialmente para el caso de galaxias con velocidades radiales negativas ubicadas por fuera del radio virial, es decir, en aquellos objetos que están cayendo al cúmulo. Según nuestros resultados, el *infall* de objetos formadores de estrellas, de colores más azules, con mayor contenido de gas y estrellas más jóvenes ocurre a través de dos direcciones preferenciales principales, siendo una aproximadamente cuatro veces más relevante que la otra. Sin embargo, si consideramos galaxias con baja formación estelar específica, colores más rojos, bajo contenido de gas y estrellas viejas, encontramos que eligen caminos más diversos para aproximarse al centro. En todos los casos e independientemente de cuántas direcciones preferenciales detectamos para el *infall* más lejano, a medida que disminuimos la distancia al centro las direcciones secundarias pierden importancia y permanece una única dirección de relevancia, al igual que en el caso de objetos que se encuentran alejándose del cúmulo.

Dedicamos la segunda parte del análisis al estudio de las propiedades astrofísicas medias de las galaxias en relación con diferentes características del cúmulo principal. Encontramos que las galaxias de nuestra muestra cuyas velocidades radiales indican que están alejándose del centro exhiben colores más rojizos, menores tasas de formación estelar específica y fracción de gas y poblaciones estelares más viejas que aquellos objetos en caída al cúmulo principal. Si tenemos en cuenta que definimos nuestros sistemas de manera tal de esperar un *infall* neto distinto de cero, podemos pensar que estos objetos con velocidades positivas ya han hecho un pasaje por el pericentro y por ende, considerar estas diferencias como consecuencia de los procesos que se desencadenan cuando una galaxia interactúa con un cúmulo, en acuerdo con una gran variedad de trabajos previos (Kauffmann et al., 2004; Balogh et al., 2004; Hogg et al., 2004; Baldry et al., 2006; Weinmann et al., 2006, entre otros).

En el Capítulo 6 además hicimos hincapié en las propiedades astrofísicas de las galaxias en relación a su distancia a los ejes principales de inercia del sistema. Si bien ya habíamos observado en el Capítulo 5 que la mayor concentración de objetos ocurre sobre el eje mayor de inercia, nos preguntamos qué características tendrán las galaxias cercanas a los tres ejes. Explorando las propiedades medias en anillos de distancia al eje mayor detectamos un claro gradiente de valores indicando que las galaxias más cercanas al eje mayor serán

las más rojas, menos formantes, con menor contenido de gas y estrellas más viejas en promedio. Más aún, seleccionando galaxias cercanas al eje intermedio y menor, podemos extender la idea del gradiente de propiedades pues en este último caso hallamos los colores medios más azules, las poblaciones estelares medias más jóvenes, las tasas de formación estelar específica y las fracciones de gas más altas.

A continuación, centramos nuestra atención en la esfericidad de los sistemas y cómo se distribuyen las propiedades astrofísicas medias de las galaxias que identificamos en ellos. Las distribuciones angulares en sistemas esféricos y elongados son claramente diferentes, mostrando estos últimos una concentración de objetos sobre el eje principal de inercia mucho mayor que en sistemas esféricos, especialmente para objetos en *infall*. Esta diferencia en la distribución propicia escenarios de acreción bien distintos: en el caso de sistemas elongados, la aglomeración de objetos en una región pequeña favorecerá un mayor número de interacciones respecto al caso de sistemas esféricos. Por lo tanto, a medida que las galaxias se acercan al centro, sufrirán los efectos de los distintos mecanismos que entran en acción ante estas interacciones y será en mayor medida si se encuentran en un sistema elongado. Nuestros resultados muestran claras diferencias en las cuatro propiedades estudiadas en relación a la esfericidad del sistema. En acuerdo con el escenario propuesto, las galaxias en sistemas elongados presentan, en promedio, colores más rojizos, tasas de formación estelar específicas menores, menor cantidad de gas y poblaciones estelares más viejas que galaxias en sistemas esféricos, tanto para velocidades negativas como positivas. Cabe mencionar que no encontramos una fuerte correlación entre el parámetro de esfericidad y el tamaño de los sistemas estimado a partir de la raíz cúbica del producto de los tres semiejes.

Posteriormente, propusimos analizar cúmulos en ambientes con diferentes densidades de manera tal de estudiar si diferencias en el entorno podrían influir las propiedades medias de las galaxias. Cabe aclarar que cuando hablamos de “ambiente” nos referimos a entornos a distancias mucho mayores que el tamaño de los sistemas involucrados. Además, es importante destacar que no encontramos correlación entre el radio virial de los cúmulos y el parámetro utilizado para caracterizar la densidad ambiente (R_5 , distancia al quinto vecino), ni entre este último y la esfericidad utilizada en el estudio mencionado previamente. Respecto a las cuatro propiedades astrofísicas abordadas, nuestros resultados no muestran diferencias significativas según la densidad ambiente para aquellas galaxias que están acercándose al cúmulo. Sin embargo, la situación es muy diferente si tomamos galaxias alejándose del centro. En este último caso, observamos que objetos en cúmulos situados en ambientes de alta densidad son más azules, más formadores de estrellas, presentan una fracción de gas más alta y población estelar más joven que aquellos objetos

en cúmulos en ambientes poco densos. Estas diferencias en las propiedades medias que se manifiestan exclusivamente en galaxias con velocidades radiales positivas, podemos atribuírselas a diferencias en el procesamiento dentro del cúmulo. Observando el espacio de fase velocidad radial – distancia de ambas muestras, encontramos que las galaxias en cúmulos de baja densidad presentan velocidades radiales más grandes, en módulo, dentro del radio virial que en el caso de alta densidad. Más aún, fuera del radio virial detectamos una dispersión de velocidades radiales mucho menor en cúmulos de baja densidad. Estas características dan indicios de que estos objetos describen órbitas más radiales que en el caso de alta densidad, promoviendo así interacciones que posiblemente ocurran más cerca del centro, a mayores velocidades y consecuentemente propicien mayor pérdida de gas y menor formación estelar, en acuerdo con nuestros resultados. Este escenario es compatible con el hecho de que en ambientes más densos, el cúmulo principal ya no necesariamente es el único objeto que domina la gravedad local, sino que otros sistemas influirán en las órbitas que describan las galaxias en proceso de acreción, desviándolas de la dirección radial.

Finalmente, destinamos el último capítulo de la Parte III al análisis de las propiedades astrofísicas medias de galaxias en cúmulos según su galaxia central dominante. Elegimos cúmulos con una única galaxia central brillante o más de una a partir de la diferencia de magnitudes en la banda r de las dos galaxias más brillantes en la zona central. Es importante recalcar que este parámetro es un observable fácilmente obtenible y que podría proveer potencialmente un puente que permita comparar nuestros resultados basados en simulaciones con catálogos observacionales. Destacamos además que no encontramos correlación entre este parámetro y el parámetro de esfericidad ni con la distancia al quinto vecino utilizados en los análisis previos. En cuanto a las cuatro propiedades astrofísicas exploradas, no encontramos grandes diferencias en las galaxias que están cayendo al cúmulo a distancias mayores al radio virial según la predominancia de la galaxia central. Sin embargo, la situación cambia si observamos galaxias alejándose del centro pues en cúmulos con una única galaxia central brillante encontramos objetos más rojos, menos formantes, con menor contenido de gas y poblaciones estelares más viejas en promedio que en cúmulos con más de una central dominante. Estudiando la radialidad del *infall* en ambos casos, podemos ver que tanto la dispersión en velocidades radiales como sus valores indican que galaxias en cúmulos con una única central dominante describen órbitas más radiales que en el caso de más de una. Tal como mencionamos previamente, objetos con órbitas más radiales pasarán más cerca del centro del cúmulo y a altas velocidades, propiciando así una mayor pérdida de gas y disminución de la formación estelar. Este escenario permite explicar nuestros resultados y las diferencias encontradas a distancias mayores al radio virial. Por otra parte, debemos tener

en cuenta que seleccionamos nuestras submuestras en base a la configuración del cúmulo en su zona más interna y esperamos que estas diferencias entre una o más de una central dominante tengan efectos sobre las propiedades medias. Nuestros resultados son consistentes con el hecho de que la presencia de más de una galaxia brillante central no sólo contribuye a una mayor probabilidad de que objetos en su paso por el interior del cúmulo sufran los efectos de las interacciones con estas galaxias y que las consecuencias sean mayores; sino que además podría ser un indicador de que estamos tratando con cúmulos más aglomerados provocando así órbitas internas más desordenadas que transformarán las galaxias en diferentes medidas. En nuestras muestras, las curvas de propiedades medias se invierten dentro del radio virial, indicando que las galaxias en cúmulos con más de una central dominante ubicadas dentro del radio virial son en promedio más rojas, menos formantes, contienen una menor fracción de gas y población estelar más viejas que en el caso de una única central dominante.

En términos generales, las cuatro propiedades que abordamos en estos capítulos: tasa de formación estelar específica, color $(g - r)^0$, fracción de gas y edad estelar media, mantienen coherencia a lo largo de todo el análisis como es de esperar dada su relación intrínseca. No obstante, si observamos las diferencias relativas y las comparamos entre distintas propiedades podemos ver que los valores no necesariamente son similares. En particular, hay una gran diferencia entre el color y la tasa de formación estelar específica en todos los casos abordados, siendo las diferencias porcentuales en la *sSFR* siempre mayores que en el color. Podemos explicar esta discrepancia en función de que el color es una cantidad integrada, mientras que la tasa de formación estelar específica es una propiedad más bien instantánea, por lo cual será más sensible ante cambios.

Los resultados presentados en este trabajo muestran que el proceso de acreción de galaxias en cúmulos se presenta de manera anisotrópica, no sólo desde el punto de vista de las distribuciones angulares, sino también guardando relación entre las propiedades astrofísicas de las galaxias acretadas y las características propias del cúmulo tales como la esfericidad, la densidad del ambiente en que se encuentra y la predominancia de una o más galaxias centrales. Estas conclusiones tomadas a partir de una simulación de un Universo Λ CDM en un momento particular (el presente), invitan a continuar el estudio de estas anisotropías y evaluar su evolución temporal. Esperamos que esta Tesis sirva de inspiración para trabajos futuros que permitan continuar indagando en los procesos de formación y evolución de galaxias de manera tal de mejorar nuestra comprensión del Universo.

Parte V

APÉNDICES

A

MATERIAL COMPLEMENTARIO

Destinamos este apéndice para complementar el trabajo principal presentado en la Parte III incluyendo mapas de propiedades medias extras según la densidad ambiente (Sección A.1.1) y la predominancia de la galaxia central (Sección A.1.2). Finalmente, analizamos la correlación entre variables de importancia para nuestro estudio en la Sección A.2, incluyendo aquellas utilizadas para dividir la muestra principal en submuestras.

A.1 MAPAS COMPLEMENTARIOS DE LAS PROPIEDADES ASTROFÍSICAS

A.1.1 Mapas de las propiedades astrofísicas según la densidad del ambiente

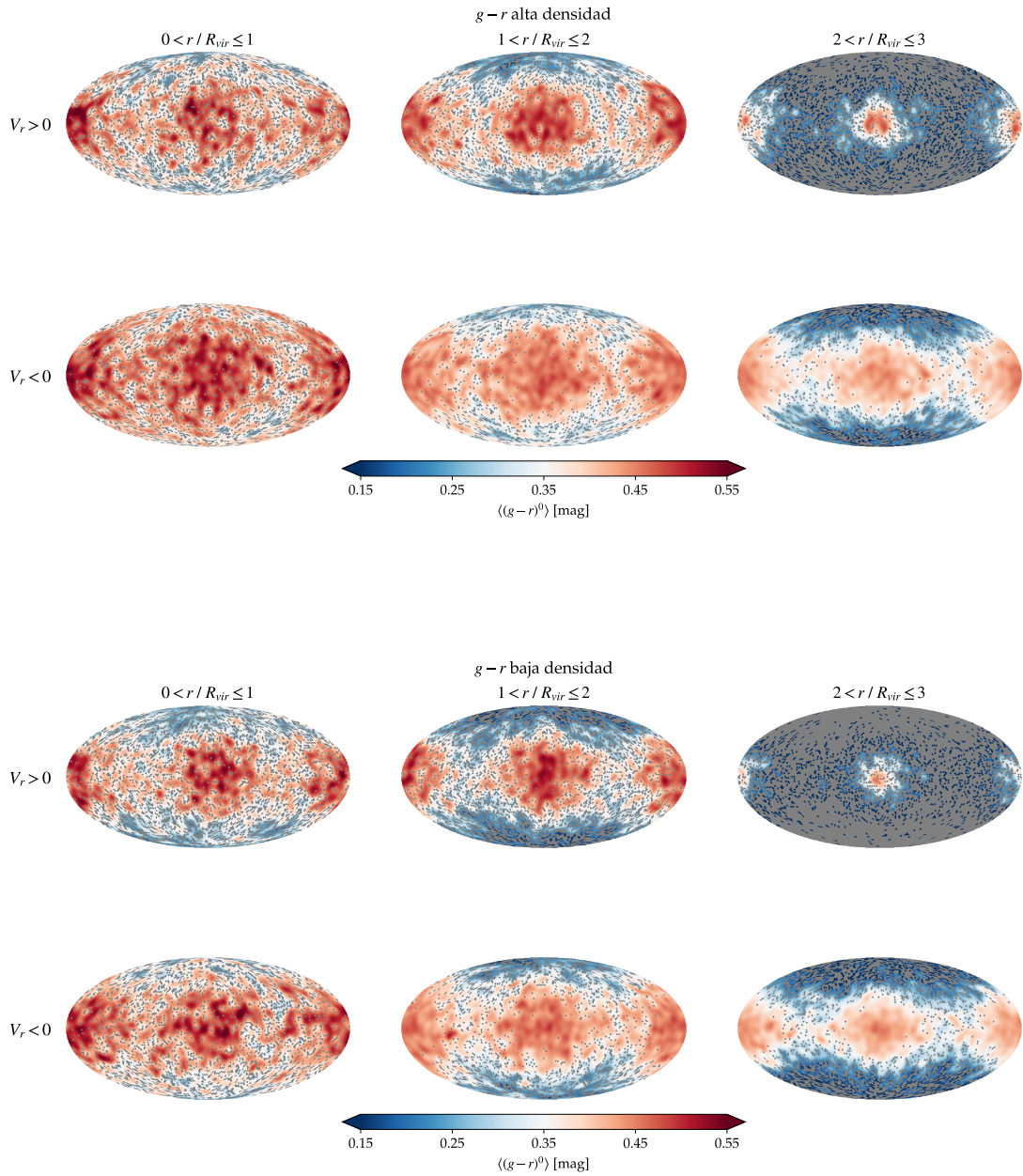


Figura A.1: Distribución angular proyectada del color $(g-r)^0$ medio para las galaxias en cúmulos ubicados en regiones de alta (*arriba*) y baja (*abajo*) densidad ambiente según su velocidad radial y distancia al centro. En escala de colores se muestra el color en promedio de cada píxel.

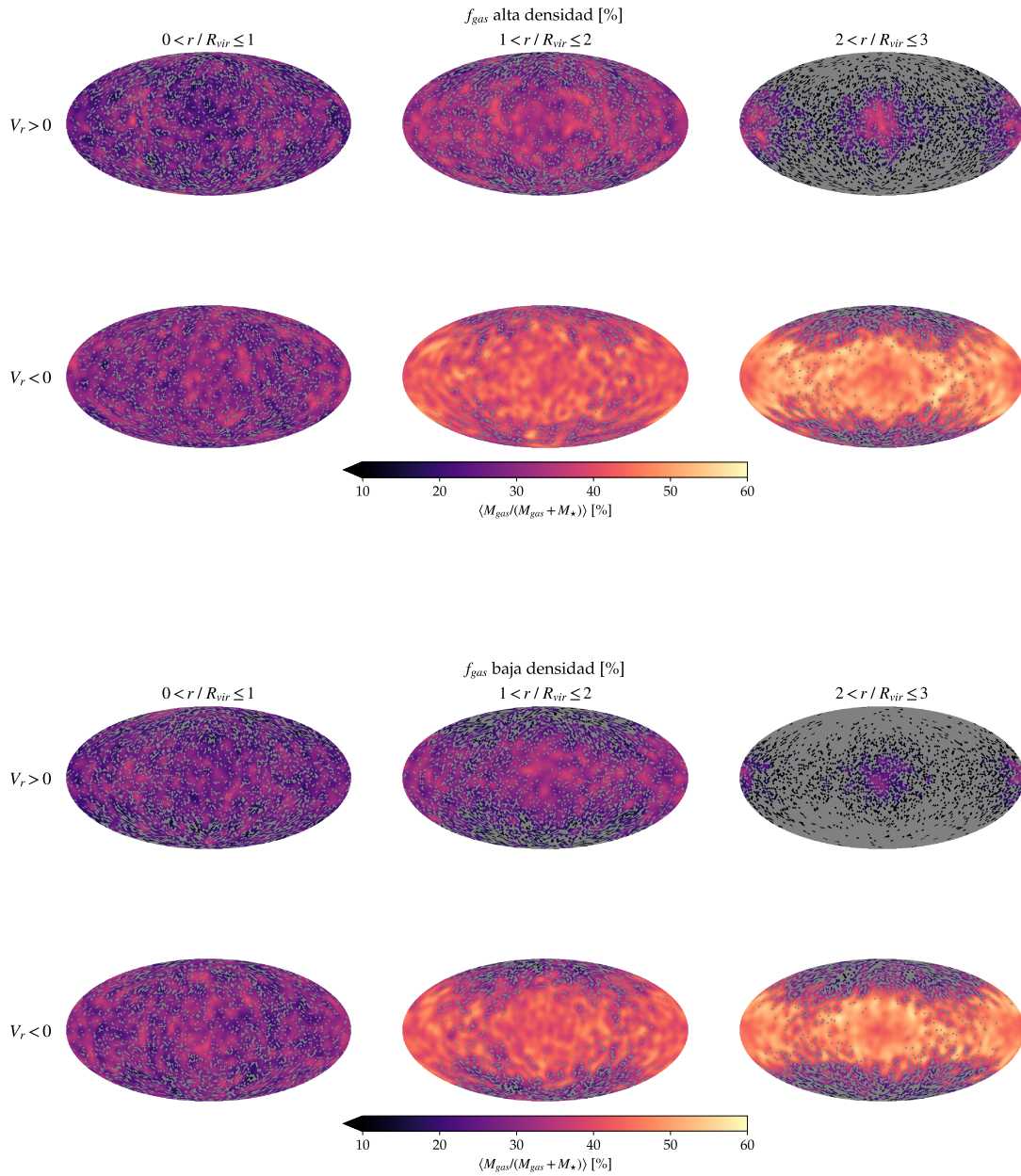


Figura A.2: Distribución angular proyectada de la fracción de gas media para las galaxias en cúmulos ubicados en regiones de alta (*arriba*) y baja (*abajo*) densidad ambiente según su velocidad radial y distancia al centro. En escala de colores se muestra la fracción de gas en promedio de cada píxel.

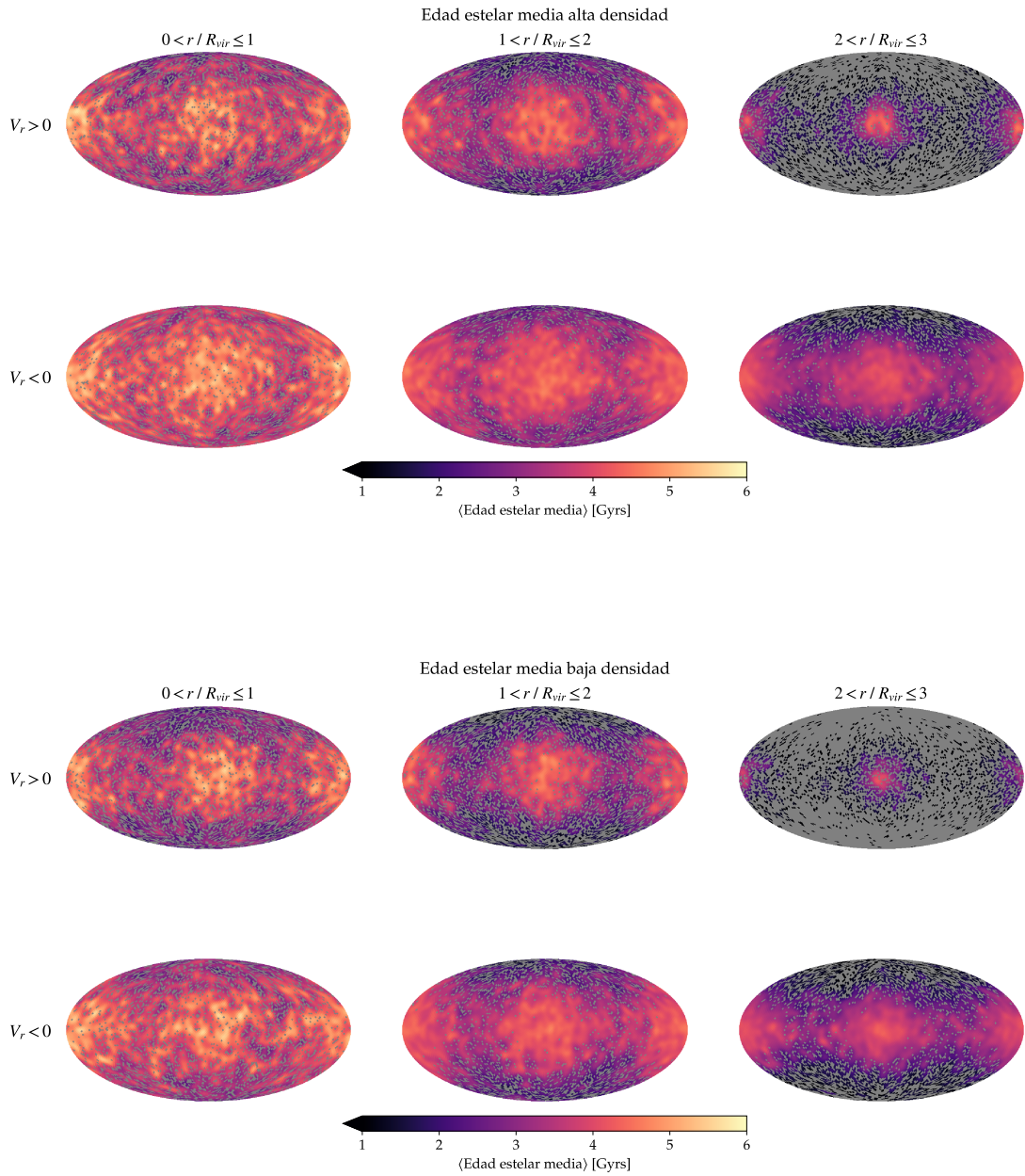


Figura A.3: Distribución angular proyectada de la edad estelar media para las galaxias en cúmulos ubicados en regiones de alta (*arriba*) y baja (*abajo*) densidad ambiente según su velocidad radial y distancia al centro. En escala de colores se muestra la edad estelar media en promedio de cada píxel.

A.1.2 Mapas de las propiedades astrofísicas según la predominancia de la central dominante del cúmulo

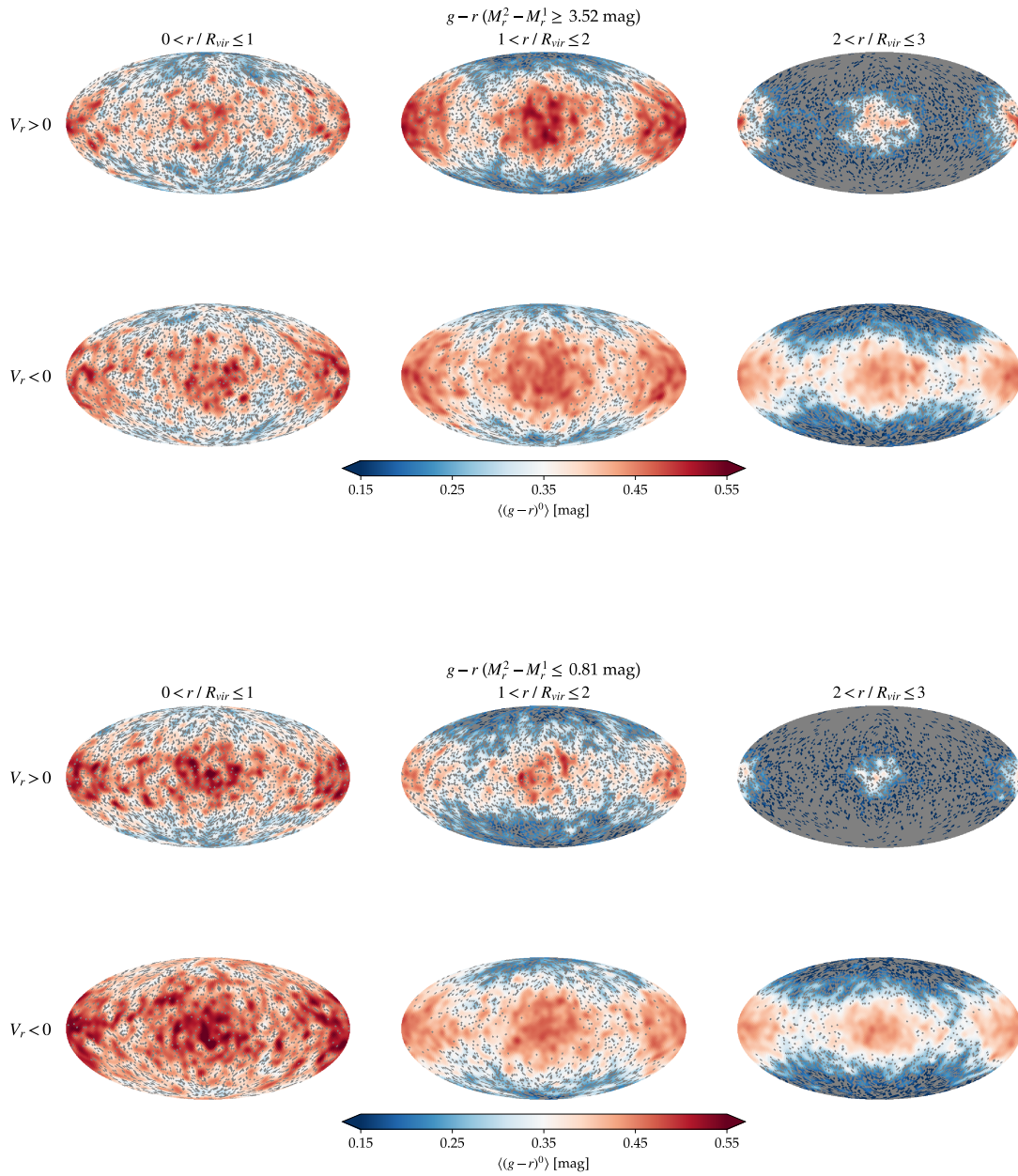


Figura A.4: Distribución angular proyectada del color $(g-r)^0$ medio para las galaxias en cúmulos con una (*arriba*) y más de una (*abajo*) central dominante según su velocidad radial y distancia al centro. En escala de colores se muestra el color en promedio de cada píxel.

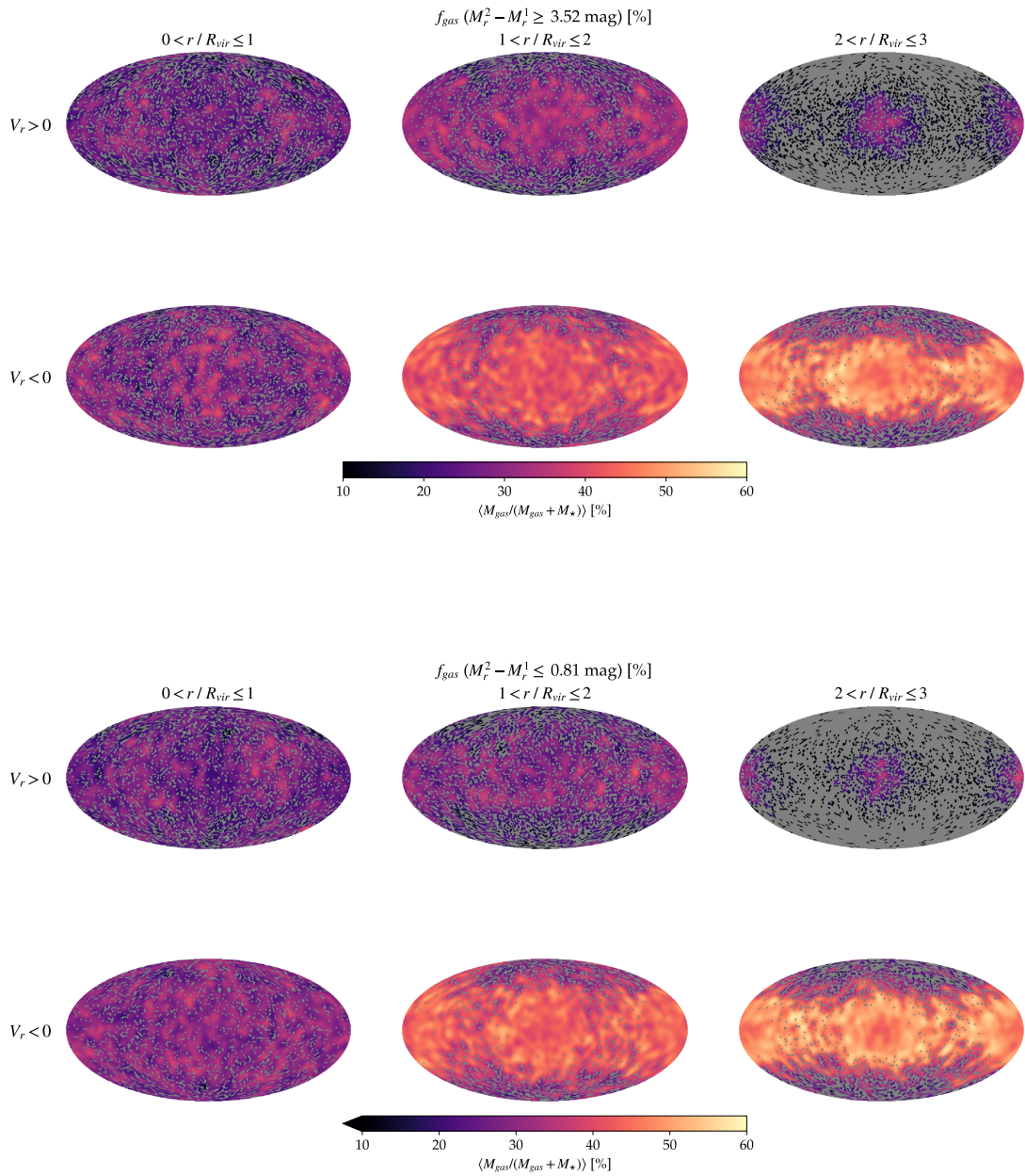


Figura A.5: Distribución angular proyectada de la fracción de gas media para las galaxias en cúmulos con una (*arriba*) y más de una (*abajo*) central dominante según su velocidad radial y distancia al centro. En escala de colores se muestra la fracción de gas en promedio de cada píxel.

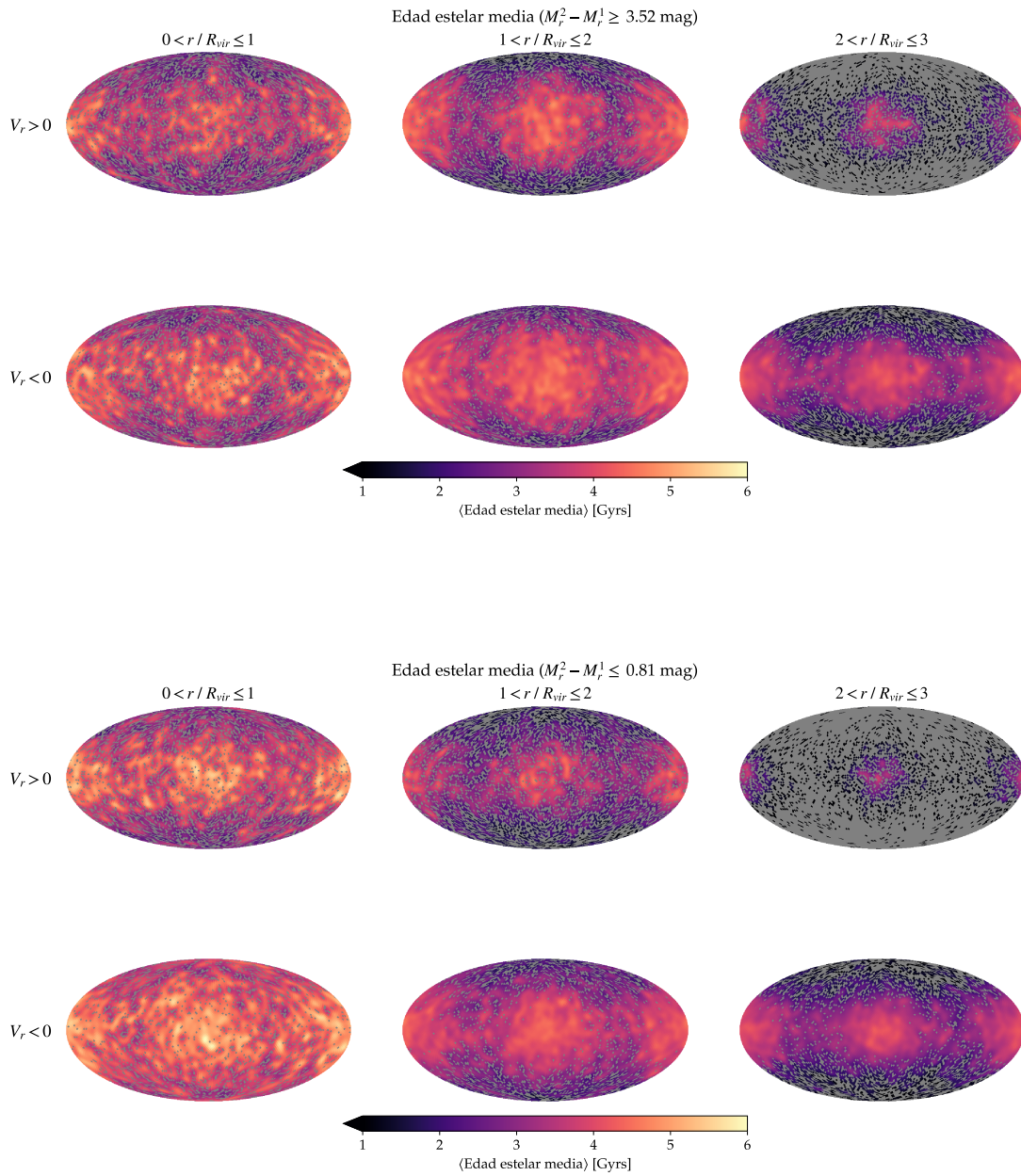


Figura A.6: Distribución angular proyectada de la edad estelar media para las galaxias en cúmulos con una (*arriba*) y de una (*abajo*) central dominante según su velocidad radial y distancia al centro. En escala de colores se muestra la edad estelar media en promedio de cada píxel.

A.2 CORRELACIÓN ENTRE ESFERICIDAD, DISTANCIA AL QUINTO VECINO Y DIFERENCIA DE MAGNITUDES

Para evaluar la independencia estadística de las variables utilizadas a lo largo de la Parte III, utilizamos tres coeficientes:

Coefficiente r de Pearson

Este coeficiente es una medida de la correlación lineal entre dos conjuntos de datos. Se define como el cociente entre la covarianza entre ambas variables y el producto de sus desviaciones estándares, obteniendo así una medida normalizada de la covarianza entre -1 y 1 . Un valor absoluto de 1 implica que una ecuación lineal describe perfectamente la relación entre estas variables, y el signo indica la pendiente de esta recta. Un valor igual a 0 de este coeficiente indica que no existe una dependencia lineal entre las variables.

Coefficiente ρ de Spearman

Este coeficiente brinda una medida de la correlación de dos variables respecto a su orden, es decir que evalúa si la relación entre estas variables puede describirse con una función monótona. Este coeficiente se calcula de la misma manera que el de Pearson pero en lugar de utilizar los valores, se calculará con el orden de los mismos. El signo de ρ indicará la dirección de la asociación y un valor igual a cero indicará que no existe una tendencia a que una variable aumente o decrezca cuando la otra lo hace. El valor del coeficiente aumentará en magnitud a medida que las variables se acerquen a ser funciones perfectamente monótonas, alcanzando un valor absoluto máximo de 1 .

Coefficiente τ de Kendall

Este coeficiente de correlación, mide la asociación de orden entre dos variables, es decir que es una medida de la similitud de los órdenes de los datos cuando se los organiza por valor. El coeficiente de Kendall usualmente se utiliza como un test de hipótesis no paramétrico para la dependencia estadística entre estas variables. Bajo la hipótesis nula de independencia entre X e Y , el valor esperado de τ es 0 .

Presentamos en la Tabla A.1 los valores de estos tres coeficientes calculados entre las tres variables utilizadas en los Capítulos 7, 8 y 9 para definir submuestras: esfericidad, distancia al quinto vecino y diferencia de magnitudes de las dos galaxias centrales más brillantes en la banda r . Además, mostramos la distribución de valores de estas variables en las Figuras A.7, A.8 y A.9 donde destacamos los valores límites elegidos para la separación de nuestras submuestras en color naranja. Analizando estos valores y distribuciones, podemos decir que estas tres variables no presentan una dependencia estadística significativa.

Más aún, según podemos ver en la cuarta y quinta filas de la Tabla A.1 y en las Figuras A.10 y A.11, la separación de muestras según la esfericidad del sistema tampoco presenta correlación con el tamaño medio del mismo (caracterizado por la raíz cúbica del producto de los tres semiejes) ni con la masa virial del halo principal. Por último, mencionamos que la utilización de la distancia al quinto vecino para clasificar entornos tampoco muestra correlación con el radio virial del halo principal (ver última fila de la Tabla A.1 y Figura A.12).

Tabla A.1: Coeficientes de correlación entre las distintas variables utilizadas en la Parte III para separar submuestras.

	r Pearson	ρ Spearman	τ Kendall
Esfericidad vs. R_5	-0,122	-0,124	-0,083
Esfericidad vs. $M_2^r - M_1^r$	-0,015	-0,012	-0,008
R_5 vs. $M_2^r - M_1^r$	-0,009	-0,005	-0,003
$\sqrt[3]{a \cdot b \cdot c}$ vs. Esfericidad	0,018	0,127	0,085
M_{vir} vs. Esfericidad	-0,007	-0,024	-0,016
R_{vir} vs R_5	-0,043	-0,020	-0,013

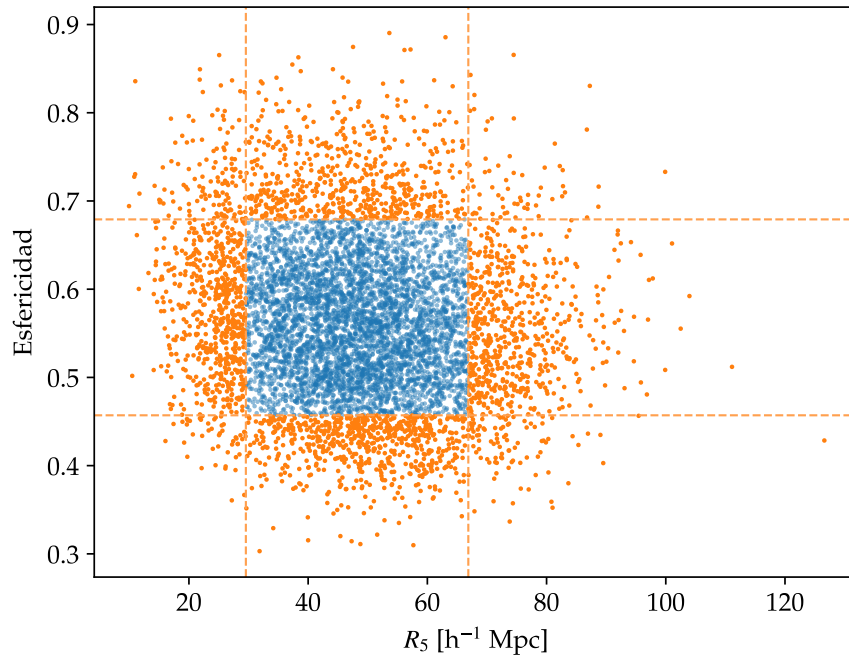


Figura A.7: Distribución de la esfericidad como función de la distancia al quinto vecino. Se resaltan en naranja el primer y último decil de cada distribución.

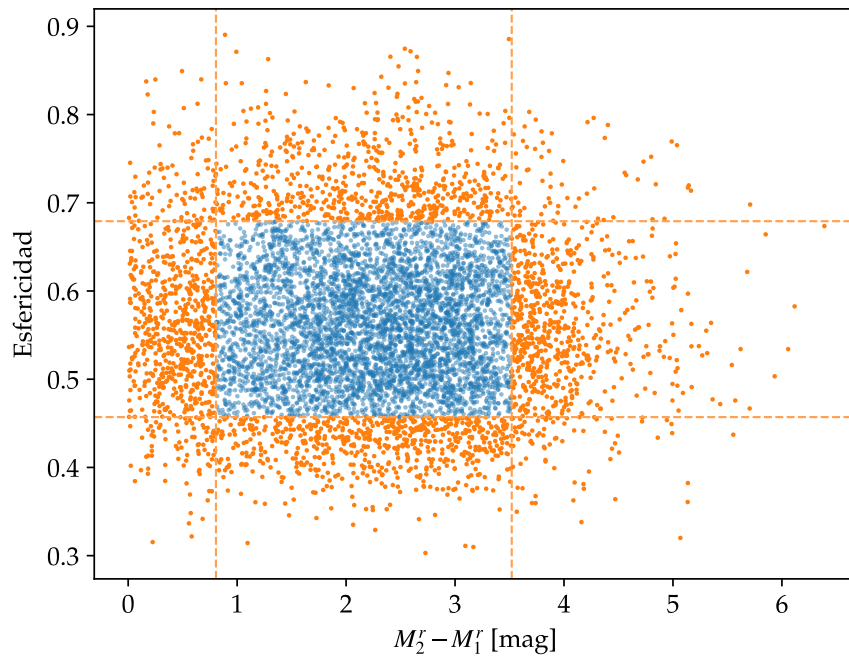


Figura A.8: Distribución de la esfericidad como función de la diferencia de magnitudes en la banda r . Se resaltan en naranja el primer y último decil de cada distribución.

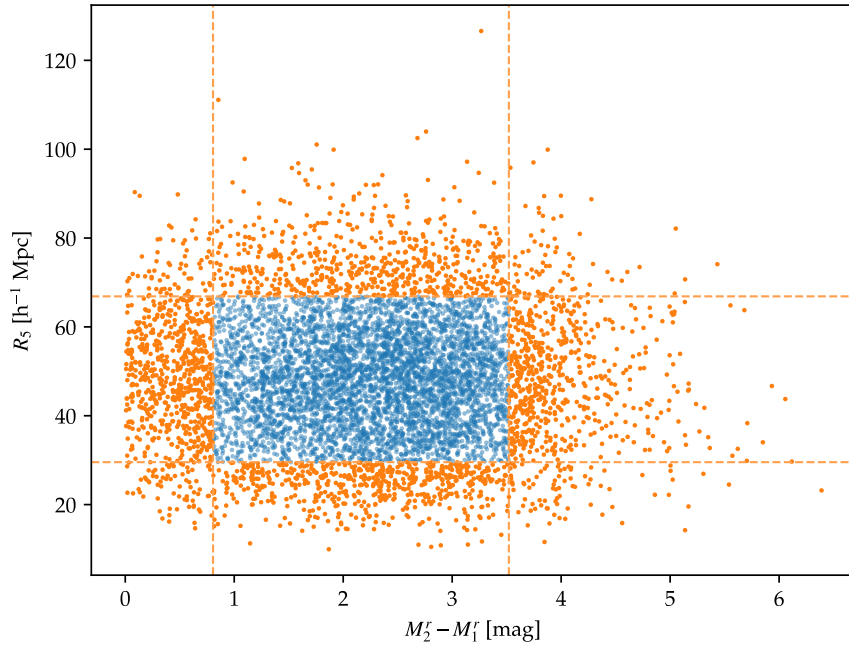


Figura A.9: Distribución de la distancia al quinto vecino como función de la diferencia de magnitudes en la banda r . Se resaltan en naranja el primer y último decil de cada distribución.

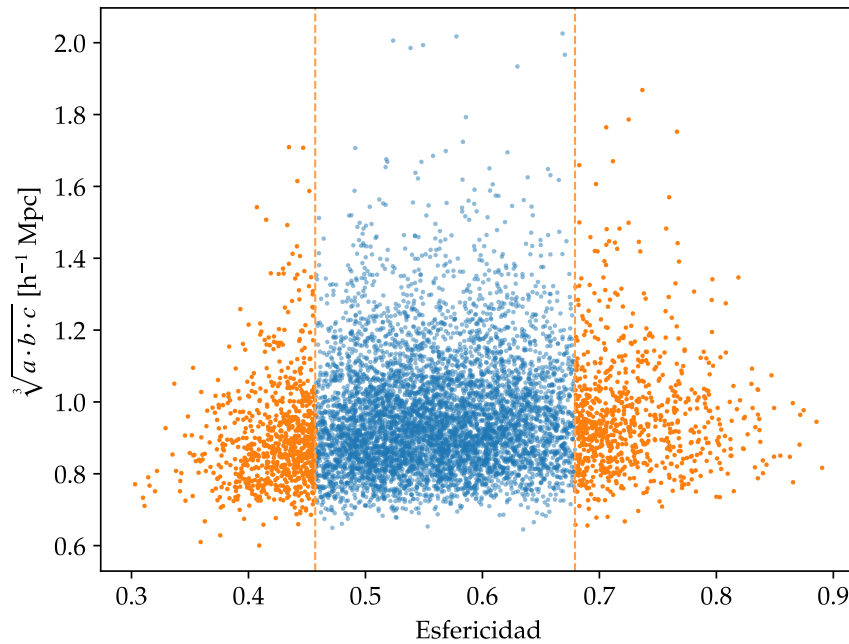


Figura A.10: Distribución del tamaño medio de los sistemas como función de la esfericidad. Se resaltan en naranja el primer y último decil de la esfericidad.

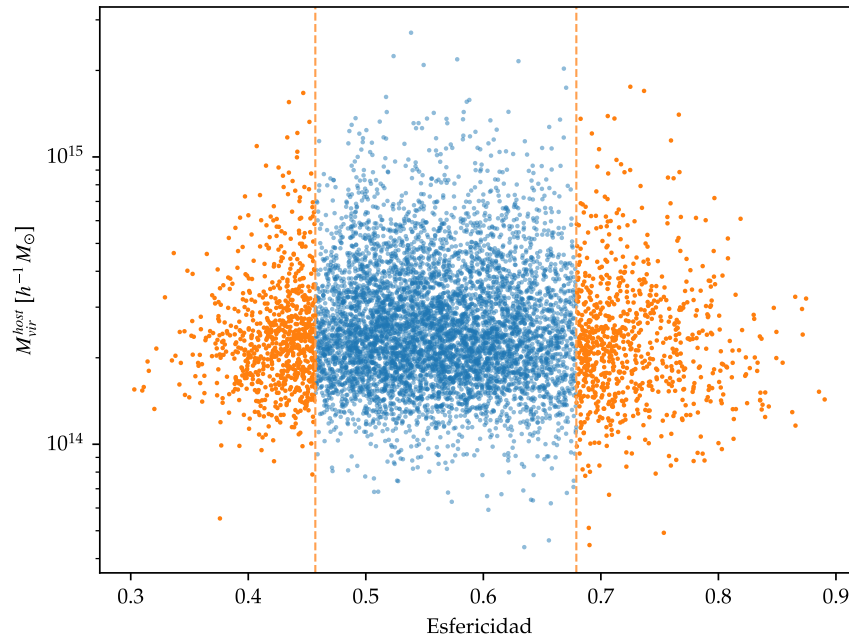


Figura A.11: Distribución de la masa virial del halo principal como función de la esfericidad. Se resaltan en naranja el primer y último decil de la esfericidad.

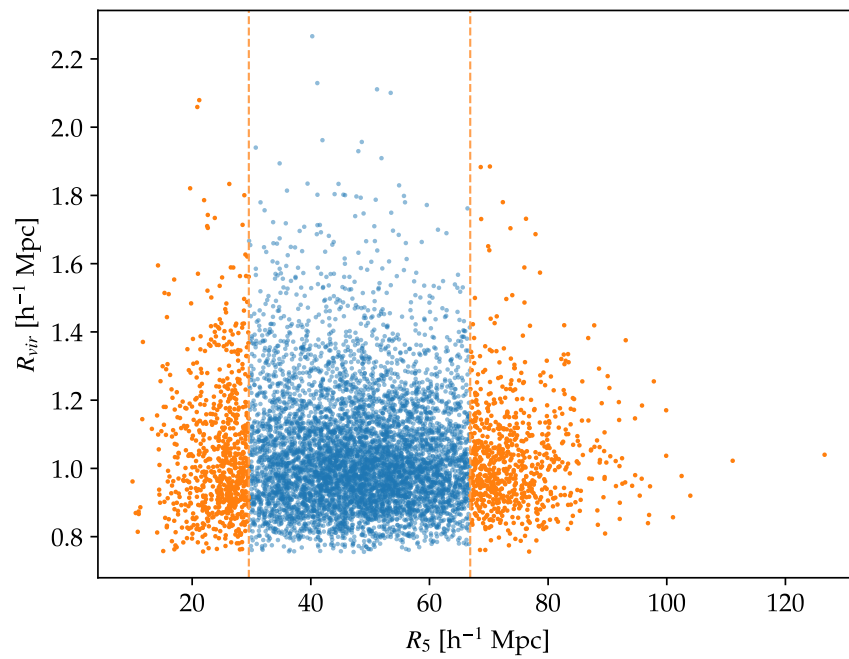


Figura A.12: Distribución del radio virial del halo principal como función de la distancia al quinto vecino. Se resaltan en naranja el primer y último decil de R_5 .

ÍNDICE DE FIGURAS

- 2.1. Crecimiento de un halo masivo en la simulación Millennium II en un cubo de $40 h^{-1}$ Mpc de lado a *redshifts* 6, 2, 1 y 0 (Boylan-Kolchin et al., 2009). 15
- 2.2. Árbol de fusiones o *merger tree* esquemático, ilustrando la historia de fusiones de un halo de materia oscura. Muestra los halos progenitores en tres épocas diferentes que a tiempo t_4 se fusionaron para formar un único halo. El tamaño de cada círculo representa la masa del halo (Mo et al., 2010). 16
- 2.3. Representación esquemática de la secuencia de Hubble de morfologías de galaxias. Créditos de la imagen: Karen Masters, Sloan Digital Sky Survey. 18
- 2.4. Distribución de galaxias en relevamientos en *redshift* y catálogos *mock* construidos a partir de la Simulación Millennium (Springel et al., 2005). La porción superior pequeña muestra la “Gran Muralla del CfA2” o “Muralla de Coma” (Geller y Huchra, 1989), en conjunto con el Cúmulo de Coma en el centro. En la misma escala y en la porción más grande se presenta una pequeña sección del *Sloan Digital Sky Survey* junto con la “Gran Muralla Sloan” (Gott et al., 2005). Esta es una de las estructuras más grandes observadas, conteniendo más de 10.000 galaxias a lo largo de más de 1,37 mil millones de años luz. El cono de la izquierda muestra una mitad del *2-degree Galaxy Redshift Survey*, el cual determinó distancias para más de 220.000 galaxias en el cielo sur con una profundidad de 2 mil millones de años luz (2dFGRs; Colless et al. (2001)). Los conos inferior y de la derecha corresponden a catálogos *mock* con geometrías y límites en magnitud similares, generados a partir del uso de modelos semianalíticos aplicados sobre los árboles de fusión de la Simulación Millennium. [Springel et al. (2006); Frenk y White (2012)]. 20
- 3.1. Relación entre la densidad proyectada y la morfología para 55 cúmulos (Dressler et al., 1997). 28

3.2.	Perfil radial medio de velocidad para tres muestras de halos simulados. Las líneas de colores corresponden a halos de $M_v = 0,8 \times 10^{14} M_\odot$ (azul), $M_v = 1,1 \times 10^{14} M_\odot$ (verde) y $M_v = 4,7 \times 10^{14} M_\odot$ (rojo). La línea sólida negra es el ajuste simultáneo de los tres perfiles Falco et al. (2014).	33
3.3.	Los primeros tres armónicos esféricos ($\ell = 0, 1, 2$) de la descomposición de la distribución angular de satélites (<i>arriba</i>) y la materia oscura perdida por estos satélites a $z = 0$ (<i>abajo</i>) en cuatro cáscaras de distancia. Los puntos azules indican la dirección del autovector más grande del tensor cuadrupolar (Libeskind et al., 2011).	35
3.4.	Distribución de satélites en el espacio de fase a $z = 0$ (panel superior izquierdo). El resto de los paneles corresponden a distribuciones en rangos de tiempos de <i>infall</i> según indica la etiqueta. Diferentes poblaciones de satélites pueblan distintas regiones del espacio de fase: el panel superior de la derecha muestra mayormente satélites en <i>infall</i> , mientras que al centro a la derecha podemos ver satélites <i>backsplash</i> y en el panel inferior de la derecha se muestran principalmente satélites virializados (Oman et al., 2013).	37
3.5.	Distribución de galaxias en el cúmulo A2141 en el espacio de fase normalizado. Las líneas separan aproximadamente las galaxias según su tiempo de <i>infall</i> temprano (E, $T_{\text{inf}} < 1$ Gyr) o tardío (L, $t_{\text{inf}} > 1$ Gyr). Los colores rojo, azul y verde representan los diferentes grupos en proceso de acreción identificados por los autores (Einasto et al., 2018).	38
4.1.	Modelo esquemático de los criterios de identificación de HALOS PRINCIPALES (en <i>azul</i>) y sus SATÉLITES (en <i>verde</i>).	46
4.2.	Distribución de la masa virial de los halos principales identificados según nuestros criterios (<i>arriba</i>) y del número de galaxias por sistema (<i>abajo</i>) para tres cortes en masa virial del halo central: baja masa (<i>curva verde</i>), masa intermedia (<i>curva azul</i>) y alta masa (<i>curva roja</i>).	47
4.3.	Distribuciones de la magnitud en la banda r , color $(g - r)^0$, masa estelar, masa de gas, tasa de formación estelar, edad estelar media, tamaño del <i>bulge</i> y del disco para las galaxias identificadas en nuestra muestra (<i>de izquierda a derecha y de arriba hacia abajo</i>).	48

4.4.	Distribuciones de la tasa de formación estelar, color $(g - r)^0$, masa estelar, fracción de gas y edad estelar media (<i>de izquierda a derecha y de arriba hacia abajo</i>) para la muestra con ejes de inercia calculados.	51
4.5.	Mapas de la distribución angular de galaxias en proyección <i>Mollweide</i> desde el centro del halo principal apilando todos los sistemas de la muestra (<i>columna derecha</i>). Se presentan tres submuestras: galaxias cercanas al eje mayor (<i>arriba</i>), intermedio (<i>centro</i>) y menor (<i>abajo</i>) de inercia. En la <i>columna izquierda</i> se muestra la esfera del <i>cielo</i> orientada según el eje en cuestión. . .	53
5.1.	Distribución bidimensional de las velocidades radiales de las galaxias como función de su distancia r al halo huésped (<i>arriba</i>) y curvas de nivel de la distribución bidimensional del exceso de galaxias (<i>abajo</i>). Tanto la velocidad radial como la distancia se encuentran escaladas a la velocidad y radio virial del halo huésped, respectivamente. Las curvas sólida y punteada muestran la mediana y media de la velocidad en bins de distancia y las líneas a trazos, representan los percentiles 25 % y 75 % de la distribución.	57
5.2.	Distribución bidimensional en curvas de nivel del exceso de galaxias en el espacio de fase velocidad radial - distancia al halo huésped según sus propiedades astrofísicas. Tanto la velocidad radial como la distancia se encuentran escaladas a la velocidad y radio virial del halo huésped, respectivamente.	59
5.3.	Representación visual de los primeros esféricos armónicos reales. Las porciones claras representan regiones donde la función es positiva y las porciones oscuras representan regiones donde la función es negativa. Créditos de la imagen: Usuario:3eϕp / Wikimedia Commons / Dominio público.	62
5.4.	Distribución angular de la muestra resultante de galaxias con magnitud en la banda r más brillante que -19	64
5.5.	Primeros multipolos pares extraídos de los mapas de distribución angular de la Figura 5.4. <i>De arriba hacia abajo</i> : $\ell = 2$ (cuadrupolo), $\ell = 4$ y $\ell = 6$	65
5.6.	Espectros de potencia de la distribución angular de galaxias según sus propiedades astrofísicas para galaxias con velocidades radiales positivas y negativas en <i>curvas punteadas y sólidas</i> y según la distancia al centro del halo principal (<i>curvas amarillas, rojas y azules</i> en orden creciente).	67

- 6.1. Distribución angular proyectada de la tasa de formación estelar específica media de galaxias con velocidades relativas al centro positivas (*fila superior*), galaxias con velocidades relativas negativas (*fila inferior*) y en tres cortes de distancia $0 < r/R_{\text{vir}} \leq 1$, $1 < r/R_{\text{vir}} \leq 2$ y $2 < r/R_{\text{vir}} \leq 3$ (*columnas*). En *escala de colores* se muestra la tasa de formación específica media de cada píxel y en *gris*, píxeles sin objetos. 73
- 6.2. Tasa de formación estelar específica media como función de la distancia para galaxias con velocidades relativas al centro positivas (*curvas punteadas*) y velocidades negativas (*curvas sólidas*). *Arriba*: tres anillos de distancia al semieje mayor de inercia (en orden creciente, *curvas violeta, roja y anaranjada*, respectivamente). *Abajo*: según su cercanía a cada eje principal de inercia: mayor, intermedio y menor (*curvas azul, naranja y verde*, respectivamente). 75
- 6.3. Distribución angular proyectada del color $(g - r)^0$ promedio de galaxias con velocidades relativas al centro positivas (*fila superior*), galaxias con velocidades relativas negativas (*fila inferior*) y en tres cortes de distancia $0 < r/R_{\text{vir}} \leq 1$, $1 < r/R_{\text{vir}} \leq 2$ y $2 < r/R_{\text{vir}} \leq 3$ (*columnas*). En *escala de colores* se muestra el color medio de cada píxel. 77
- 6.4. Color $(g - r)^0$ medio como función de la distancia para galaxias con velocidades relativas al centro positivas (*curvas punteadas*) y velocidades negativas (*curvas sólidas*). *Arriba*: tres anillos de distancia al semieje mayor de inercia (en orden creciente, *curvas violeta, roja y anaranjada*, respectivamente). *Abajo*: según su cercanía a cada eje principal de inercia: mayor, intermedio y menor (*curvas azul, naranja y verde*, respectivamente). 78
- 6.5. Distribución angular proyectada de la fracción de gas promedio de galaxias con velocidades relativas al centro positivas (*fila superior*), galaxias con velocidades relativas negativas (*fila inferior*) y en tres cortes de distancia $0 < r/R_{\text{vir}} \leq 1$, $1 < r/R_{\text{vir}} \leq 2$ y $2 < r/R_{\text{vir}} \leq 3$ (*columnas*). En *escala de colores* se muestra la fracción de gas media de cada píxel. 80

6.6.	Fracción de gas media como función de la distancia para galaxias con velocidades relativas al centro positivas (<i>curvas punteadas</i>) y velocidades negativas (<i>curvas sólidas</i>). <i>Arriba</i> : distribución en tres anillos de distancia al semieje mayor de inercia (en orden creciente, <i>curvas violeta, roja y anaranjada</i> , respectivamente). <i>Abajo</i> : distribución según su cercanía a cada eje principal de inercia: mayor, intermedio y menor (<i>curvas azul, naranja y verde</i> , respectivamente).	82
6.7.	Distribución angular proyectada de la edad estelar media de galaxias con velocidades relativas al centro positivas (<i>fila superior</i>), galaxias con velocidades relativas negativas (<i>fila inferior</i>) y en tres cortes de distancia $0 < r/R_{\text{vir}} \leq 1$, $1 < r/R_{\text{vir}} \leq 2$ y $2 < r/R_{\text{vir}} \leq 3$ (<i>columnas</i>). En escala de colores se muestra la edad estelar media en promedio de cada píxel.	84
6.8.	Edad estelar media como función de la distancia para galaxias con velocidades relativas al centro positivas (<i>curvas punteadas</i>) y velocidades negativas (<i>curvas sólidas</i>). <i>Arriba</i> : distribución en tres anillos de distancia al semieje mayor de inercia (en orden creciente, <i>curvas violeta, roja y anaranjada</i> , respectivamente). <i>Abajo</i> : distribución según su cercanía a cada eje principal de inercia: mayor, intermedio y menor (<i>curvas azul, naranja y verde</i> , respectivamente).	85
7.1.	Distribución del parámetro de esfericidad. Se resaltan el primer y último decil en naranja correspondientes a sistemas ELONGADOS y ESFÉRICOS, respectivamente.	90
7.2.	Distribución angular proyectada de las posiciones de las galaxias para sistemas elongados (<i>arriba</i>) y esféricos (<i>centro</i>) según su velocidad radial y distancia al centro. <i>Abajo</i> : espectros de potencias de ambas distribuciones.	92
7.3.	Distribución angular proyectada de la tasa de formación estelar específica media para las galaxias en sistemas elongados (<i>arriba</i>) y esféricos (<i>abajo</i>) según su velocidad radial y distancia al centro. En escala de colores se muestra el valor medio de cada píxel.	94
7.4.	Tasa de formación estelar específica media como función de la distancia para galaxias con velocidades radiales relativas al centro positivas (<i>curvas punteadas</i>) y velocidades negativas (<i>curvas sólidas</i>) según la esfericidad del sistema: elongados (<i>curvas rojas</i>) y esféricos (<i>curvas violetas</i>). En el <i>panel inferior</i> se muestra el cociente entre la muestra de elongados y esféricos.	95

- 7.5. Distribución angular proyectada del color $(g - r)^0$ promedio para las galaxias en sistemas elongados (*arriba*) y esféricos (*abajo*) según su velocidad radial y distancia al centro. En escala de colores se muestra el color medio en cada píxel. 96
- 7.6. Color $(g - r)^0$ medio como función de la distancia para galaxias con velocidades radiales relativas al centro positivas (*curvas punteadas*) y velocidades negativas (*curvas sólidas*) según la esfericidad del sistema: elongados (*curvas rojas*) y esféricos (*curvas violetas*). En el *panel inferior* se muestra el cociente entre la muestra de elongados y esféricos. 97
- 7.7. Distribución angular proyectada de la fracción de gas media para las galaxias en sistemas elongados (*arriba*) y esféricos (*abajo*) según su velocidad radial y distancia al centro. En escala de colores se muestra la fracción de gas en promedio de cada píxel. 99
- 7.8. Fracción de gas media como función de la distancia para galaxias con velocidades radiales relativas al centro positivas (*curvas punteadas*) y velocidades negativas (*curvas sólidas*) según la esfericidad del sistema: elongados (*curvas rojas*) y esféricos (*curvas violetas*). En el *panel inferior* se muestra el cociente entre la muestra de elongados y esféricos. 100
- 7.9. Distribución angular proyectada de la edad estelar media para las galaxias en sistemas elongados (*arriba*) y esféricos (*abajo*) según su velocidad radial y distancia al centro. En escala de colores se muestra la edad estelar en promedio de cada píxel. . 101
- 7.10. Edad estelar media como función de la distancia para galaxias con velocidades radiales relativas al centro positivas (*curvas punteadas*) y velocidades negativas (*curvas sólidas*) según la esfericidad del sistema: elongados (*curvas rojas*) y esféricos (*curvas violetas*). En el *panel inferior* se muestra el cociente entre la muestra de elongados y esféricos. 102
- 8.1. Distribución de la distancia al quinto vecino. Se resaltan el primer y último decil en naranja correspondientes a cúmulos en ambientes de alta y baja densidad, respectivamente. 106
- 8.2. Distribución angular proyectada de las posiciones de las galaxias para cúmulos ubicados en regiones de alta (*arriba*) y baja (*centro*) densidad ambiente según su velocidad radial y distancia al centro. *Abajo*: espectros de potencias de ambas distribuciones. . 107

8.3. Distribución angular proyectada de la tasa de formación estelar específica media para las galaxias en cúmulos ubicados en regiones de alta (*arriba*) y baja (*abajo*) densidad ambiente según su velocidad radial y distancia al centro. En escala de colores se muestra la tasa de formación estelar específica en promedio de cada píxel. 109

8.4. Tasa de formación estelar específica media como función de la distancia para galaxias con velocidades relativas al centro positivas (*curvas punteadas*) y velocidades negativas (*curvas sólidas*) según la densidad ambiente donde vive el cúmulo: ambientes de alta densidad (*curvas marrones*) y de baja densidad (*curvas celestes*). En el *panel inferior* se muestra el cociente entre la muestra de alta y baja densidad. 110

8.5. Color $(g - r)^0$ medio como función de la distancia para galaxias con velocidades relativas al centro positivas (*curvas punteadas*) y velocidades negativas (*curvas sólidas*) según la densidad ambiente donde vive el cúmulo: ambientes de alta densidad (*curvas marrones*) y de baja densidad (*curvas celestes*). En el *panel inferior* se muestra el cociente entre la muestra de alta y baja densidad. 111

8.6. Fracción de gas media como función de la distancia para galaxias con velocidades relativas al centro positivas (*curvas punteadas*) y velocidades negativas (*curvas sólidas*) según la densidad ambiente donde vive el cúmulo: ambientes de alta densidad (*curvas marrones*) y de baja densidad (*curvas celestes*). En el *panel inferior* se muestra el cociente entre la muestra de alta y baja densidad. 112

8.7. Edad estelar media como función de la distancia para galaxias con velocidades relativas al centro positivas (*curvas punteadas*) y velocidades negativas (*curvas sólidas*) según la densidad ambiente donde vive el cúmulo: ambientes de alta densidad (*curvas marrones*) y de baja densidad (*curvas celestes*). En el *panel inferior* se muestra el cociente entre la muestra de alta y baja densidad. 113

8.8. Distribución bidimensional en curvas de nivel del exceso de galaxias en el espacio de fase velocidad radial - distancia al halo huésped para galaxias en cúmulos ubicados en regiones de alta (*panel izquierdo*) y baja (*panel derecho*) densidad. Tanto la velocidad radial como la distancia se encuentran escaladas a la velocidad y radio virial del halo huésped, respectivamente. . . 115

- 8.9. Caracterización del *infall* de galaxias en cúmulos ubicados en ambientes de alta y baja densidad (*curvas marrón y celeste*, respectivamente) a partir de las curvas de velocidad radial ajustadas en función de la distancia (*panel izquierdo*) y del ancho de la estructura según la distancia (*panel derecho*). 116
- 9.1. Distribución de la diferencia de magnitudes de las dos galaxias más brillantes de la parte central del cúmulo en la banda r . Se resaltan el último y primer decil en naranja correspondientes a cúmulos con una y más de una galaxia central dominante, respectivamente. 118
- 9.2. Distribución angular proyectada de las posiciones para las galaxias en cúmulos con una (*arriba*) y más de una (*centro*) central dominante según su velocidad radial y distancia al centro. *Abajo*: espectros de potencias de ambas distribuciones. 119
- 9.3. Distribución angular proyectada de la tasa de formación estelar específica media para las galaxias en cúmulos con una (*arriba*) y más de una (*abajo*) central dominante según su velocidad radial y distancia al centro. En escala de colores se muestra la tasa de formación estelar específica en promedio de cada píxel. 121
- 9.4. Tasa de formación estelar específica media como función de la distancia para galaxias con velocidades relativas al centro positivas (*curvas punteadas*) y velocidades negativas (*curvas sólidas*) según la galaxia central dominante del cúmulo: cúmulos con una única central dominante (*curvas bordó*) y con más de una central dominante (*curvas verdes*). En el *panel inferior* se muestra el cociente entre la muestra de una dominante respecto a más de una. 123
- 9.5. Color $(g - r)^0$ medio como función de la distancia para galaxias con velocidades relativas al centro positivas (*curvas punteadas*) y velocidades negativas (*curvas sólidas*) según la galaxia central dominante del cúmulo: cúmulos con una única central dominante (*curvas bordó*) y con más de una central dominante (*curvas verdes*). En el *panel inferior* se muestra el cociente entre la muestra de una dominante respecto a más de una. 124

9.6. Fracción de gas media como función de la distancia para galaxias con velocidades relativas al centro positivas (*curvas punteadas*) y velocidades negativas (*curvas sólidas*) según la galaxia central dominante del cúmulo: cúmulos con una única central dominante (*curvas bordó*) y con más de una central dominante (*curvas verdes*). En el *panel inferior* se muestra el cociente entre la muestra de una dominante respecto a más de una. 125

9.7. Edad estelar media como función de la distancia para galaxias con velocidades relativas al centro positivas (*curvas punteadas*) y velocidades negativas (*curvas sólidas*) según la galaxia central dominante del cúmulo: cúmulos con una única central dominante (*curvas bordó*) y con más de una central dominante (*curvas verdes*). En el *panel inferior* se muestra el cociente entre la muestra de una dominante respecto a más de una. 126

9.8. Distribución bidimensional en curvas de nivel del exceso de galaxias en el espacio de fase velocidad radial - distancia al halo huésped para galaxias en cúmulos con una central dominante (*panel izquierdo*) y más de una (*panel derecho*). Tanto la velocidad radial como la distancia se encuentran escaladas a la velocidad y radio virial del halo huésped, respectivamente. 128

9.9. Caracterización del *infall* de galaxias en cúmulos dominados por una o más de una galaxia central (*curvas bordó y verde*, respectivamente) a partir de las curvas de velocidad radial ajustadas en función de la distancia (*panel izquierdo*) y del ancho de la estructura según la distancia (*panel derecho*). 129

A.1. Distribución angular proyectada del color $(g - r)^0$ medio para las galaxias en cúmulos ubicados en regiones de alta (*arriba*) y baja (*abajo*) densidad ambiente según su velocidad radial y distancia al centro. En escala de colores se muestra el color en promedio de cada píxel. 142

A.2. Distribución angular proyectada de la fracción de gas media para las galaxias en cúmulos ubicados en regiones de alta (*arriba*) y baja (*abajo*) densidad ambiente según su velocidad radial y distancia al centro. En escala de colores se muestra la fracción de gas en promedio de cada píxel. 143

A.3. Distribución angular proyectada de la edad estelar media para las galaxias en cúmulos ubicados en regiones de alta (<i>arriba</i>) y baja (<i>abajo</i>) densidad ambiente según su velocidad radial y distancia al centro. En escala de colores se muestra la edad estelar media en promedio de cada píxel.	144
A.4. Distribución angular proyectada del color $(g - r)^0$ medio para las galaxias en cúmulos con una (<i>arriba</i>) y más de una (<i>abajo</i>) central dominante según su velocidad radial y distancia al centro. En escala de colores se muestra el color en promedio de cada píxel.	145
A.5. Distribución angular proyectada de la fracción de gas media para las galaxias en cúmulos con una (<i>arriba</i>) y más de una (<i>abajo</i>) central dominante según su velocidad radial y distancia al centro. En escala de colores se muestra la fracción de gas en promedio de cada píxel.	146
A.6. Distribución angular proyectada de la edad estelar media para las galaxias en cúmulos con una (<i>arriba</i>) y de una (<i>abajo</i>) central dominante según su velocidad radial y distancia al centro. En escala de colores se muestra la edad estelar media en promedio de cada píxel.	147
A.7. Distribución de la esfericidad como función de la distancia al quinto vecino. Se resaltan en naranja el primer y último decil de cada distribución.	150
A.8. Distribución de la esfericidad como función de la diferencia de magnitudes en la banda r . Se resaltan en naranja el primer y último decil de cada distribución.	150
A.9. Distribución de la distancia al quinto vecino como función de la diferencia de magnitudes en la banda r . Se resaltan en naranja el primer y último decil de cada distribución.	151
A.10. Distribución del tamaño medio de los sistemas como función de la esfericidad. Se resaltan en naranja el primer y último decil de la esfericidad.	151
A.11. Distribución de la masa virial del halo principal como función de la esfericidad. Se resaltan en naranja el primer y último decil de la esfericidad.	152
A.12. Distribución del radio virial del halo principal como función de la distancia al quinto vecino. Se resaltan en naranja el primer y último decil de R_5	152

ÍNDICE DE TABLAS

2.1. Propiedades típicas de cúmulos y grupos extraídos del catálogo de cúmulos de Abell (1958) a <i>redshifts</i> entre $0,02 < z < 0,2$ (Bahcall, 1996).	21
5.1. Valores límites en las propiedades astrofísicas	58
A.1. Coeficientes de correlación entre las distintas variables utilizadas en la Parte III para separar submuestras.	149

BIBLIOGRAFÍA

- Abadi, M. G., B. Moore, y R. G. Bower (1999, Octubre). Ram pressure stripping of spiral galaxies in clusters. *MNRAS* 308, 947–954.
- Abell, G. O. (1958, Mayo). *The Distribution of Rich Clusters of Galaxies*. *ApJS* 3, 211.
- Aguilar, L. A. y S. D. M. White (1986, Agosto). The Density Profiles of Tidally Stripped Galaxies. *ApJ* 307, 97.
- Aragon-Salamanca, A., C. M. Baugh, y G. Kauffmann (1998, Junio). *The K-band Hubble diagram for the brightest cluster galaxies: a test of hierarchical galaxy formation models*. *MNRAS* 297, 427–434.
- Bahcall, N. A. (1996, Noviembre). Clusters and superclusters of galaxies. *arXiv e-prints*, astro-ph/9611148.
- Bahcall, N. A., T. A. McKay, J. Annis, R. S. J. Kim, F. Dong, S. Hansen, T. Goto, J. E. Gunn, C. Miller, R. C. Nichol, M. Postman, D. Schneider, J. Schroeder, W. Voges, J. Brinkmann, y M. Fukugita (2003, Octubre). A Merged Catalog of Clusters of Galaxies from Early Sloan Digital Sky Survey Data. *ApJS* 148, 243–274.
- Baldry, I. K., M. L. Balogh, R. G. Bower, K. Glazebrook, R. C. Nichol, S. P. Bamford, y T. Budavari (2006, Diciembre). *Galaxy bimodality versus stellar mass and environment*. *MNRAS* 373, 469–483.
- Balogh, M. L., I. K. Baldry, R. Nichol, C. Miller, R. Bower, y K. Glazebrook (2004, Noviembre). The Bimodal Galaxy Color Distribution: Dependence on Luminosity and Environment. *ApJL* 615, L101–L104.
- Balogh, M. L. y S. L. Morris (2000, Noviembre). *H α photometry of Abell 2390*. *MNRAS* 318, 703–714.
- Balogh, M. L., J. F. Navarro, y S. L. Morris (2000, Septiembre). The Origin of Star Formation Gradients in Rich Galaxy Clusters. *ApJ* 540, 113–121.
- Behroozi, P. S., R. H. Wechsler, y H.-Y. Wu (2013, Enero). *The ROCKSTAR Phase-space Temporal Halo Finder and the Velocity Offsets of Cluster Cores*. *ApJ* 762, 109.

- Behroozi, P. S., R. H. Wechsler, H.-Y. Wu, M. T. Busha, A. A. Klypin, y J. R. Primack (2013, Enero). Gravitationally Consistent Halo Catalogs and Merger Trees for Precision Cosmology. *ApJ* 763, 18.
- Berlind, A. A., J. Frieman, D. H. Weinberg, M. R. Blanton, M. S. Warren, K. Abazajian, R. Scranton, D. W. Hogg, R. Scoccimarro, N. A. Bahcall, J. Brinkmann, I. Gott, J. Richard, S. J. Kleinman, J. Krzesinski, B. C. Lee, C. J. Miller, A. Nitta, D. P. Schneider, D. L. Tucker, I. Zehavi, y SDSS Collaboration (2006, Noviembre). Percolation Galaxy Groups and Clusters in the SDSS Redshift Survey: Identification, Catalogs, and the Multiplicity Function. *ApJS* 167, 1–25.
- Bertschinger, E. (1985, Mayo). Self-similar secondary infall and accretion in an Einstein-de Sitter universe. *ApJS* 58, 39–65.
- Binney, J. y S. Tremaine (1987). Galactic dynamics.
- Birnbom, Y. y A. Dekel (2003, Octubre). Virial shocks in galactic haloes? *MNRAS* 345, 349–364.
- Borrow, J., M. Vogelsberger, S. O’Neil, M. A. McDonald, y A. Smith (2023, Marzo). There and back again: Understanding the critical properties of backplash galaxies. *MNRAS* 520, 649–667.
- Boylan-Kolchin, M., V. Springel, S. D. M. White, A. Jenkins, y G. Lemson (2009, Septiembre). Resolving cosmic structure formation with the Millennium-II Simulation. *MNRAS* 398, 1150–1164.
- Butcher, H. y J. Oemler, A. (1978, Enero). The evolution of galaxies in clusters. I. ISIT photometry of Cl 0024+1654 and 3C 295. *ApJ* 219, 18–30.
- Colless, M., G. Dalton, S. Maddox, W. Sutherland, P. Norberg, S. Cole, J. Bland-Hawthorn, T. Bridges, R. Cannon, C. Collins, W. Couch, N. Cross, K. Deeley, R. De Propris, S. P. Driver, G. Efstathiou, R. S. Ellis, C. S. Frenk, K. Glazebrook, C. Jackson, O. Lahav, I. Lewis, S. Lumsden, D. Madgwick, J. A. Peacock, B. A. Peterson, I. Price, M. Seaborne, y K. Taylor (2001, Diciembre). The 2dF Galaxy Redshift Survey: spectra and redshifts. *MNRAS* 328, 1039–1063.
- Cora, S. A. (2006, Junio). Metal enrichment of the intracluster medium: a three-dimensional picture of chemical and dynamical properties. *MNRAS* 368, 1540–1560.
- Cora, S. A., C. A. Vega-Martínez, T. Hough, A. N. Ruiz, Á. A. Orsi, A. M. Muñoz Arancibia, I. D. Gargiulo, F. Collacchioni, N. D. Padilla, S. Gottlöber, y G. Yepes (2018, Mayo). Semi-analytic galaxies – I. Synthesis of environmental and star-forming regulation mechanisms. *MNRAS* 479, 2–24.

- Cox, T. J., P. Jonsson, J. R. Primack, y R. S. Somerville (2006, Diciembre). Feedback in simulations of disc-galaxy major mergers. *MNRAS* 373, 1013–1038.
- Croton, D. J., V. Springel, S. D. M. White, G. De Lucia, C. S. Frenk, L. Gao, A. Jenkins, G. Kauffmann, J. F. Navarro, y N. Yoshida (2006, Enero). *The many lives of active galactic nuclei: cooling flows, black holes and the luminosities and colours of galaxies*. *MNRAS* 365, 11–28.
- de los Rios, M., H. J. Martínez, V. Coenda, H. Muriel, A. N. Ruiz, C. A. Vega-Martínez, y S. A. Cora (2021, Enero). ROGER: Reconstructing orbits of galaxies in extreme regions using machine learning techniques. *MNRAS* 500, 1784–1794.
- De Lucia, G. y J. Blaizot (2007, Febrero). *The hierarchical formation of the brightest cluster galaxies*. *MNRAS* 375, 2–14.
- De Lucia, G., S. Weinmann, B. M. Poggianti, A. Aragón-Salamanca, y D. Zaritsky (2012, Junio). The environmental history of group and cluster galaxies in a Λ cold dark matter universe. *MNRAS* 423, 1277–1292.
- Dekel, A. y Y. Birnboim (2006, Mayo). *Galaxy bimodality due to cold flows and shock heating*. *MNRAS* 368, 2–20.
- Dressler, A. (1980, Marzo). Galaxy morphology in rich clusters: implications for the formation and evolution of galaxies. *ApJ* 236, 351–365.
- Dressler, A. (1984, Enero). *The Evolution of Galaxies in Clusters*. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics* 22, 185–222.
- Dressler, A. y J. E. Gunn (1983, Julio). Spectroscopy of galaxies in distant clusters. II. The population of the 3C 295 cluster. *ApJ* 270, 7–19.
- Dressler, A., J. Oemler, Augustus, W. J. Couch, I. Smail, R. S. Ellis, A. Barger, H. Butcher, B. M. Poggianti, y R. M. Sharples (1997, Diciembre). *Evolution since $z = 0.5$ of the Morphology-Density Relation for Clusters of Galaxies*. *ApJ* 490, 577–591.
- Dressler, A., I. Smail, B. M. Poggianti, H. Butcher, W. J. Couch, R. S. Ellis, y J. Oemler, Augustus (1999, Mayo). A Spectroscopic Catalog of 10 Distant Rich Clusters of Galaxies. *ApJS* 122, 51–80.
- Duplancic, F., S. Alonso, D. G. Lambas, y A. L. O’Mill (2015, Febrero). *Galaxy triplets in Sloan Digital Sky Survey Data Release 7 - III. Analysis of configuration and dynamics*. *MNRAS* 447, 1399–1406.

- Einasto, M., B. Deshev, H. Lietzen, R. Kipper, E. Tempel, C. Park, M. Gramann, P. Heinämäki, E. Saar, y J. Einasto (2018, Marzo). Infalling groups and galaxy transformations in the cluster A2142. *A&A* 610, A82.
- Eke, V. R., C. M. Baugh, S. Cole, C. S. Frenk, P. Norberg, J. A. Peacock, I. K. Baldry, J. Bland-Hawthorn, T. Bridges, R. Cannon, M. Colless, C. Collins, W. Couch, G. Dalton, R. de Propris, S. P. Driver, G. Efstathiou, R. S. Ellis, K. Glazebrook, C. Jackson, O. Lahav, I. Lewis, S. Lumsden, S. Maddox, D. Madgwick, B. A. Peterson, W. Sutherland, y K. Taylor (2004, Marzo). *Galaxy groups in the 2dFGRS: the group-finding algorithm and the 2PIGG catalogue*. *MNRAS* 348, 866–878.
- Falco, M., S. H. Hansen, R. Wojtak, T. Brinckmann, M. Lindholmer, y S. Pandolfi (2014, Agosto). A new method to measure the mass of galaxy clusters. *MNRAS* 442, 1887–1896.
- Farouki, R. y S. L. Shapiro (1981, Enero). *Computer simulations of environmental influences on galaxy evolution in dense clusters. II - Rapid tidal encounters*. *ApJ* 243, 32–41.
- Frenk, C. S. y S. D. M. White (2012, Octubre). Dark matter and cosmic structure. *Annalen der Physik* 524, 507–534.
- Gargiulo, I. D., S. A. Cora, N. D. Padilla, A. M. Muñoz Arancibia, A. N. Ruiz, A. A. Orsi, T. E. Tecce, C. Weidner, y G. Bruzual (2014, Diciembre). *Chemoarchaeological downsizing in a hierarchical universe: impact of a top-heavy IGIMF*. *MNRAS* 446, 3820–3841.
- Gavazzi, G., A. Contursi, L. Carrasco, A. Boselli, R. Kennicutt, M. Scodreggio, y W. Jaffe (1995, Diciembre). The radio and optical structure of three peculiar galaxies in A 1367. *A&A* 304, 325.
- Geller, M. J. y J. P. Huchra (1983, Junio). *Groups of galaxies. III. THE CfA survey*. *ApJS* 52, 61–87.
- Geller, M. J. y J. P. Huchra (1989, Noviembre). Mapping the Universe. *Science* (4932), 897–903.
- Gómez, P. L., R. C. Nichol, C. J. Miller, M. L. Balogh, T. Goto, A. I. Zabludoff, A. K. Romer, M. Bernardi, R. Sheth, A. M. Hopkins, F. J. Castander, A. J. Connolly, D. P. Schneider, J. Brinkmann, D. Q. Lamb, M. SubbaRao, y D. G. York (2003, Febrero). Galaxy Star Formation as a Function of Environment in the Early Data Release of the Sloan Digital Sky Survey. *ApJ* 584, 210–227.
- Gonzalez, E. J., C. Ragone-Figueroa, C. J. Donzelli, M. Makler, D. García Lambas, y G. L. Granato (2021, Noviembre). *Halo cluster shapes: insights from simulated galaxies and ICL with prospects for weak lensing applications*. *MNRAS* 508, 1280–1295.

- Gorski, K. M., E. Hivon, y B. D. Wandelt (1998). Analysis issues for large cmb data sets.
- Gorski, K. M., B. D. Wandelt, F. K. Hansen, E. Hivon, y A. J. Banday (1999). The healpix primer.
- Gott, J. Richard, I., M. Jurić, D. Schlegel, F. Hoyle, M. Vogeley, M. Tegmark, N. Bahcall, y J. Brinkmann (2005, Mayo). A Map of the Universe. *ApJ* 624, 463–484.
- Gottloeber, S., Y. Hoffman, y G. Yepes (2010, Mayo). *Constrained Local UniversE Simulations (CLUES)*. arXiv e-prints, *arXiv:1005.2687*.
- Gottloeber, S. y A. Klypin (2008, Marzo). *The ART of Cosmological Simulations*. arXiv e-prints, *arXiv:0803.4343*.
- Gu, Q., Q. Guo, T. Zhang, M. Cautun, C. Lacey, C. S. Frenk, y S. Shao (2022, Julio). *The spatial distribution of satellites in galaxy clusters*. *MNRAS* 514, 390–402.
- Gunn, J. E. y I. Gott, J. Richard (1972, Agosto). On the Infall of Matter Into Clusters of Galaxies and Some Effects on Their Evolution. *ApJ* 176, 1.
- Hahn, O., C. M. Carollo, C. Porciani, y A. Dekel (2007, Octubre). *The evolution of dark matter halo properties in clusters, filaments, sheets and voids*. *MNRAS* 381, 41–51.
- Hamilton, A. J. S. (1988, Agosto). Evidence for Biasing in the CfA Survey. *ApJL* 331, L59.
- Hickson, P. (1982, Abril). *Systematic properties of compact groups of galaxies*. *ApJ* 255, 382–391.
- Hickson, P., C. Mendes de Oliveira, J. P. Huchra, y G. G. Palumbo (1992, Noviembre). Dynamical Properties of Compact Groups of Galaxies. *ApJ* 399, 353.
- Hogg, D. W., M. R. Blanton, J. Brinchmann, D. J. Eisenstein, D. J. Schlegel, J. E. Gunn, T. A. McKay, H.-W. Rix, N. A. Bahcall, J. Brinkmann, y A. Meiksin (2004, Enero). *The Dependence on Environment of the Color-Magnitude Relation of Galaxies*. *ApJL* 601, L29–L32.
- Hough, T., S. A. Cora, R. Haggar, C. Vega-Martinez, U. Kuchner, F. Pearce, M. Gray, A. Knebe, y G. Yepes (2023, Enero). The Three Hundred Project: Connection between star formation quenching and dynamical evolution in and around simulated galaxy clusters. *MNRAS* 518, 2398–2417.

- Huang, H.-J., R. Mandelbaum, P. E. Freeman, Y.-C. Chen, E. Rozo, E. Rykoff, y E. J. Baxter (2016, Noviembre). *Intrinsic alignments in redMaPPer clusters - I. Central galaxy alignments and angular segregation of satellites*. *MNRAS* 463, 222–244.
- Jáchym, P., J. Palouš, J. Köppen, y F. Combes (2007, Septiembre). *Gas stripping in galaxy clusters: a new SPH simulation approach*. *A&A* 472, 5–20.
- Jones, L. R., T. J. Ponman, A. Horton, A. Babul, H. Ebeling, y D. J. Burke (2003, Agosto). *The nature and space density of fossil groups of galaxies*. *MNRAS* 343, 627–638.
- Kaiser, N. (1986, Septiembre). *Evolution and clustering of rich clusters*. *MNRAS* 222, 323–345.
- Kauffmann, G., S. D. M. White, T. M. Heckman, B. Ménard, J. Brinchmann, S. Charlot, C. Tremonti, y J. Brinkmann (2004, Septiembre). *The environmental dependence of the relations between stellar mass, structure, star formation and nuclear activity in galaxies*. *MNRAS* 353, 713–731.
- Klypin, A., G. Yepes, S. Gottlöber, F. Prada, y S. Heß (2016, Abril). *MultiDark simulations: the story of dark matter halo concentrations and density profiles*. *MNRAS* 457, 4340–4359.
- Knebe, A., M. Gámez-Marín, F. R. Pearce, W. Cui, K. Hoffmann, M. De Petris, C. Power, R. Hagggar, y R. Mostoghiu (2020, Julio). *The Three Hundred project: shapes and radial alignment of satellite, infalling, and backsplash galaxies*. *MNRAS* 495, 3002–3013.
- Koester, B. P., T. A. McKay, J. Annis, R. H. Wechsler, A. Evrard, L. Bleem, M. Becker, D. Johnston, E. Sheldon, R. Nichol, C. Miller, R. Scranton, N. Bahcall, J. Barentine, H. Brewington, J. Brinkmann, M. Harvanek, S. Kleinman, J. Krzesinski, D. Long, A. Nitta, D. P. Schneider, S. Sneddin, W. Voges, y D. York (2007, Mayo). *A MaxBCG Catalog of 13,823 Galaxy Clusters from the Sloan Digital Sky Survey*. *ApJ* 660, 239–255.
- Kravtsov, A. V., A. A. Klypin, y A. M. Khokhlov (1997, Julio). *Adaptive Refinement Tree: A New High-Resolution N-Body Code for Cosmological Simulations*. *ApJS* 111, 73–94.
- Kuchner, U., A. Aragón-Salamanca, F. R. Pearce, M. E. Gray, A. Rost, C. Mu, C. Welker, W. Cui, R. Hagggar, C. Laigle, A. Knebe, K. Kraljic, F. Sarron, y G. Yepes (2020, Junio). *Mapping and characterization of cosmic filaments in galaxy cluster outskirts: strategies and forecasts for observations from simulations*. *MNRAS* 494, 5473–5491.

- Lagos, C. d. P., S. A. Cora, y N. D. Padilla (2008, Julio). *Effects of AGN feedback on Λ CDM galaxies*. *MNRAS* 388, 587–602.
- Larson, R. B., B. M. Tinsley, y C. N. Caldwell (1980, Mayo). The evolution of disk galaxies and the origin of S0 galaxies. *ApJ* 237, 692–707.
- Libeskind, N. I., Y. Hoffman, J. Forero-Romero, S. Gottlöber, A. Knebe, M. Steinmetz, y A. Klypin (2013, Enero). *The velocity shear tensor: tracer of halo alignment*. *MNRAS* 428, 2489–2499.
- Libeskind, N. I., A. Knebe, Y. Hoffman, S. Gottlöber, G. Yepes, y M. Steinmetz (2011, Febrero). The preferred direction of infalling satellite galaxies in the Local Group. *MNRAS* 411, 1525–1535.
- Lin, Y.-T., J. J. Mohr, y S. A. Stanford (2004, Agosto). *K-Band Properties of Galaxy Clusters and Groups: Luminosity Function, Radial Distribution, and Halo Occupation Number*. *ApJ* 610, 745–761.
- Ludlow, A. D., J. F. Navarro, V. Springel, A. Jenkins, C. S. Frenk, y A. Helmi (2009, Febrero). The Unorthodox Orbits of Substructure Halos. *ApJ* 692, 931–941.
- Mamon, G. A., T. Sanchis, E. Salvador-Solé, y J. M. Solanes (2004, Febrero). *The origin of H I-deficiency in galaxies on the outskirts of the Virgo cluster. I. How far can galaxies bounce out of clusters?* *A&A* 414, 445–451.
- Mayer, L., C. Mastropietro, J. Wadsley, J. Stadel, y B. Moore (2006, Julio). Simultaneous ram pressure and tidal stripping; how dwarf spheroidals lost their gas. *MNRAS* 369, 1021–1038.
- McNamara, B. R., D. A. Rafferty, L. Bîrzan, J. Steiner, M. W. Wise, P. E. J. Nulsen, C. L. Carilli, R. Ryan, y M. Sharma (2006, Septiembre). *The Starburst in the Abell 1835 Cluster Central Galaxy: A Case Study of Galaxy Formation Regulated by an Outburst from a Supermassive Black Hole*. *ApJ* 648, 164–175.
- Mo, H., F. van den Bosch, y S. White (2010). *Galaxy Formation and Evolution*. Cambridge University Press.
- Moore, B., N. Katz, G. Lake, A. Dressler, y A. Oemler (1996a, Febrero). Galaxy harassment and the evolution of clusters of galaxies. *Nature* 379, 613–616.
- Moore, B., N. Katz, G. Lake, A. Dressler, y A. Oemler (1996b, Febrero). *Galaxy harassment and the evolution of clusters of galaxies*. *Nature* 379, 613–616.
- Moore, B., G. Lake, y N. Katz (1998, Marzo). Morphological Transformation from Galaxy Harassment. *ApJ* 495, 139–151.

- Muñoz Arancibia, A. M., F. P. Navarrete, N. D. Padilla, S. A. Cora, E. Gawiser, P. Kurczynski, y A. N. Ruiz (2015, Enero). *Properties of submillimetre galaxies in a semi-analytic model using the 'Count Matching' approach: application to the ECDF-S*. MNRAS 446, 2291–2311.
- Navarro, J. F., C. S. Frenk, y S. D. M. White (1996, Mayo). *The Structure of Cold Dark Matter Halos*. ApJ 462, 563.
- Nolthenius, R. y S. D. M. White (1987, Abril). *Groups of galaxies in the CfA survey and in cold dark matter universes*. MNRAS 225, 505–530.
- Oman, K. A., M. J. Hudson, y P. S. Behroozi (2013, Mayo). *Disentangling satellite galaxy populations using orbit tracking in simulations*. MNRAS 431, 2307–2316.
- O'Neil, S., D. J. Barnes, M. Vogelsberger, y B. Diemer (2021, Julio). *The splashback boundary of haloes in hydrodynamic simulations*. MNRAS 504, 4649–4666.
- O'Neil, S., J. Borrow, M. Vogelsberger, y B. Diemer (2022, Junio). *The impact of galaxy selection on the splashback boundaries of galaxy clusters*. MNRAS 513, 835–852.
- O'Neil, S., J. Borrow, M. Vogelsberger, H. Zhao, y B. Wang (2023, Octubre). *How time weathers galaxies: The temporal impact of the cluster environment on galaxy formation and evolution*. arXiv e-prints, arXiv:2310.07754.
- Orsi, Á., N. Padilla, B. Groves, S. Cora, T. Tecce, I. Gargiulo, y A. Ruiz (2014, Septiembre). *The nebular emission of star-forming galaxies in a hierarchical universe*. MNRAS 443, 799–814.
- Paz, D. J., M. A. Sgró, M. Merchán, y N. Padilla (2011, Julio). *Alignments of galaxy group shapes with large-scale structure*. MNRAS 414, 2029–2039.
- Planck Collaboration, Ade, P. A. R., N. Aghanim, M. Arnaud, M. Ashdown, J. Aumont, C. Baccigalupi, A. J. Banday, R. B. Barreiro, J. G. Bartlett, y et al. (2016, Septiembre). *Planck2015 results*. A&A 594, A13.
- Ruiz, A. N., S. A. Cora, N. D. Padilla, M. J. Domínguez, C. A. Vega-Martínez, T. E. Tecce, Álvaro Orsi, Y. Yaryura, D. G. Lambas, I. D. Gargiulo, y A. M. M. Arancibia (2015, Marzo). *Calibration of semi-analytic models of galaxy formation using particle swarm optimization*. ApJ 801, 139.
- Rykoff, E. S., E. Rozo, D. Hollowood, A. Bermeo-Hernandez, T. Jeltema, J. Mayers, A. K. Romer, P. Rooney, A. Saro, C. Vergara Cervantes, R. H. Wechsler, H. Wilcox, T. M. C. Abbott, F. B. Abdalla, S. Allam, J. Annis, A. Benoit-Lévy, G. M. Bernstein, E. Bertin, D. Brooks, D. L. Burke, D. Capozzi, A. Carnero Rosell, M. Carrasco Kind,

- F. J. Castander, M. Childress, C. A. Collins, C. E. Cunha, C. B. D'Andrea, L. N. da Costa, T. M. Davis, S. Desai, H. T. Diehl, J. P. Dietrich, P. Doel, A. E. Evrard, D. A. Finley, B. Flaugher, P. Fosalba, J. Frieman, K. Glazebrook, D. A. Goldstein, D. Gruen, R. A. Gruendl, G. Gutierrez, M. Hilton, K. Honscheid, B. Hoyle, D. J. James, S. T. Kay, K. Kuehn, N. Kuropatkin, O. Lahav, G. F. Lewis, C. Lidman, M. Lima, M. A. G. Maia, R. G. Mann, J. L. Marshall, P. Martini, P. Melchior, C. J. Miller, R. Miquel, J. J. Mohr, R. C. Nichol, B. Nord, R. Ogando, A. A. Plazas, K. Reil, M. Sahlén, E. Sanchez, B. Santiago, V. Scarpine, M. Schubnell, I. Sevilla-Noarbe, R. C. Smith, M. Soares-Santos, F. Sobreira, J. P. Stott, E. Suchyta, M. E. C. Swanson, G. Tarle, D. Thomas, D. Tucker, S. Uddin, P. T. P. Viana, V. Vikram, A. R. Walker, Y. Zhang, y DES Collaboration (2016, Mayo). *The RedMaPPer Galaxy Cluster Catalog From DES Science Verification Data*. *ApJS* 224, 1.
- Sales, L. V., J. F. Navarro, D. G. Lambas, S. D. M. White, y D. J. Croton (2007, Diciembre). Satellite galaxies and fossil groups in the Millennium Simulation. *MNRAS* 382, 1901–1916.
- Schechter, P. (1976, Enero). *An analytic expression for the luminosity function for galaxies*. *ApJ* 203, 297–306.
- Schneider, D. P., J. E. Gunn, y J. G. Hoessel (1983, Mayo). CCD photometry of Abell clusters. II. Surface photometry of 249 clusters galaxies. *ApJ* 268, 476–494.
- Smith, R., J. I. Davies, y A. H. Nelson (2010, Julio). *How effective is harassment on infalling late-type dwarfs?* *MNRAS* 405, 1723–1735.
- Smith, R. J., J. R. Lucey, D. Hammer, A. E. Hornschemeier, D. Carter, M. J. Hudson, R. O. Marzke, M. Mouhcine, S. Eftekharzadeh, P. James, H. Khoshroshahi, E. Kourkchi, y A. Karick (2010, Noviembre). Ultraviolet tails and trails in cluster galaxies: a sample of candidate gaseous stripping events in Coma. *MNRAS* 408, 1417–1432.
- Sohn, J., H. S. Hwang, M. J. Geller, A. Diaferio, K. J. Rines, M. G. Lee, y G.-H. Lee (2015, Diciembre). *Compact Groups of Galaxies with Complete Spectroscopic Redshifts in the Local Universe*. *Journal of Korean Astronomical Society* 48, 381–398.
- Springel, V. (2005, Diciembre). The cosmological simulation code GADGET-2. *MNRAS* 364, 1105–1134.
- Springel, V., C. S. Frenk, y S. D. M. White (2006, Abril). *The large-scale structure of the Universe*. *Nature* 440, 1137–1144.
- Springel, V., S. D. M. White, A. Jenkins, C. S. Frenk, N. Yoshida, L. Gao, J. Navarro, R. Thacker, D. Croton, J. Helly, J. A. Peacock, S. Cole, P. Thomas,

- H. Couchman, A. Evrard, J. Colberg, y F. Pearce (2005, Junio). Simulations of the formation, evolution and clustering of galaxies and quasars. *Nature* 435, 629–636.
- Springel, V., S. D. M. White, G. Tormen, y G. Kauffmann (2001, Diciembre). Populating a cluster of galaxies - I. Results at $z = 0$. *MNRAS* 328, 726–750.
- Tecce, T. E., S. A. Cora, P. B. Tissera, M. G. Abadi, y C. d. P. Lagos (2010, Octubre). Ram pressure stripping in a galaxy formation model – I. A novel numerical approach. *MNRAS* 408, 2008–2021.
- Terlevich, A. I., N. Caldwell, y R. G. Bower (2001, Octubre). The colour-magnitude relation for galaxies in the Coma cluster. *MNRAS* 326, 1547–1562.
- Toomre, A. y J. Toomre (1972, Diciembre). Galactic Bridges and Tails. *ApJ* 178, 623–666.
- van den Bosch, F. C., D. Aquino, X. Yang, H. J. Mo, A. Pasquali, D. H. McIntosh, S. M. Weinmann, y X. Kang (2008, Junio). The importance of satellite quenching for the build-up of the red sequence of present-day galaxies. *MNRAS* 387, 79–91.
- van den Bosch, F. C., A. Pasquali, X. Yang, H. J. Mo, S. Weinmann, D. H. McIntosh, y D. Aquino (2008, Mayo). Satellite Ecology: The Dearth of Environment Dependence. *arXiv e-prints*, arXiv:0805.0002.
- van der Marel, R. P., J. Magorrian, R. G. Carlberg, H. K. C. Yee, y E. Ellingson (2000, Mayo). The Velocity and Mass Distribution of Clusters of Galaxies from the CNOC1 Cluster Redshift Survey. *The Astronomical Journal* 119, 2038–2052.
- van Gorkom, J. H. (2004, Enero). Interaction of Galaxies with the Intracluster Medium. In J. S. Mulchaey, A. Dressler, y A. Oemler (Eds.), *Clusters of Galaxies: Probes of Cosmological Structure and Galaxy Evolution*, pp. 305.
- Vollmer, B., V. Cayatte, C. Balkowski, y W. J. Duschl (2001, Noviembre). Ram Pressure Stripping and Galaxy Orbits: The Case of the Virgo Cluster. *ApJ* (2), 708–726.
- Wang, Y., X. Yang, H. J. Mo, C. Li, F. C. van den Bosch, Z. Fan, y X. Chen (2008, Abril). Probing the intrinsic shape and alignment of dark matter haloes using SDSS galaxy groups. *MNRAS* 385, 1511–1522.
- Weinberg, S. (1972, Julio). *Gravitation and Cosmology: Principles and Applications of the General Theory of Relativity*. John Wiley & Sons, Inc.
- Weinmann, S. M., G. Kauffmann, F. C. van den Bosch, A. Pasquali, D. H. McIntosh, H. Mo, X. Yang, y Y. Guo (2009, Abril). Environmental effects on satellite galaxies: the link between concentration, size and colour profile. *MNRAS* 394, 1213–1228.

- Weinmann, S. M., F. C. van den Bosch, X. Yang, y H. J. Mo (2006, Febrero). *Properties of galaxy groups in the Sloan Digital Sky Survey - I. The dependence of colour, star formation and morphology on halo mass*. MNRAS 366, 2–28.
- Werner, S. V., E. S. Cypriano, A. H. Gonzalez, C. Mendes de Oliveira, P. Araya-Araya, L. Doubrawa, R. Lopes de Oliveira, P. A. A. Lopes, A. Z. Vitorelli, D. Brambila, M. Costa-Duarte, E. Telles, A. Kanaan, T. Ribeiro, W. Schoenell, T. S. Gonçalves, K. Menéndez-Delmestre, C. R. Bom, y L. Nakazono (2023, Febrero). *S-PLUS DR1 galaxy clusters and groups catalogue using PzWav*. MNRAS 519, 2630–2645.
- Yang, X., H. J. Mo, F. C. van den Bosch, A. Pasquali, C. Li, y M. Barden (2007, Diciembre). *Galaxy Groups in the SDSS DR4. I. The Catalog and Basic Properties*. ApJ 671, 153–170.
- Yang, X., H. J. Mo, F. C. van den Bosch, S. M. Weinmann, C. Li, y Y. P. Jing (2005, Septiembre). *The cross-correlation between galaxies and groups: probing the galaxy distribution in and around dark matter haloes*. MNRAS 362, 711–726.
- Yang, X., F. C. van den Bosch, H. J. Mo, S. Mao, X. Kang, S. M. Weinmann, Y. Guo, y Y. P. Jing (2006, Julio). *The alignment between the distribution of satellites and the orientation of their central galaxy*. MNRAS 369, 1293–1302.
- Zabludoff, A. I. y J. S. Mulchaey (1998, Marzo). *The properties of poor groups of galaxies. i. spectroscopic survey and results*. ApJ 496, 39.