



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO

PROGRAMA DE POSGRADO EN ASTROFÍSICA

INSTITUTO DE RADIOASTRONOMÍA Y ASTROFÍSICA

**CARACTERIZACIÓN DEL MEDIO AMBIENTE DE
GALAXIAS DE BAJO BRILLO SUPERFICIAL**

PARA OPTAR POR EL GRADO DE
MAESTRO EN CIENCIAS (ASTROFÍSICA)

PRESENTA
LUIS ENRIQUE PÉREZ MONTAÑO

TUTOR
DR. BERNARDO CERVANTES SODI
IRYA

Morelia, Michoacán. Enero de 2019



Universidad Nacional
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

Biblioteca Central



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

Todo el material contenido en esta tesis esta protegido por la Ley Federal del Derecho de Autor (LFDA) de los Estados Unidos Mexicanos (México).

El uso de imágenes, fragmentos de videos, y demás material que sea objeto de protección de los derechos de autor, será exclusivamente para fines educativos e informativos y deberá citar la fuente donde la obtuvo mencionando el autor o autores. Cualquier uso distinto como el lucro, reproducción, edición o modificación, será perseguido y sancionado por el respectivo titular de los Derechos de Autor.

*A mis padres, Sandra y Alejandro, por su constante apoyo en esta gran aventura que es la vida.
A Mary, por motivarme siempre a alcanzar las estrellas...*

Agradecimientos

- A papá Dios, por todas las bendiciones que me ha dado a lo largo de mi vida, porque me ha permitido llegar hasta este día, y por que nunca me ha dejado solo en esta gran aventura que es la vida.
- A mis padres, Sandra y Alejandro, y mi hermana Raquel, porque gracias a ellos me he convertido en la persona que soy el día de hoy, y porque siempre me han brindado su apoyo y su total confianza.
- Mis abuelos, Ofe y Sergio, Marce y Everardo, porque nunca dejaron de darme su amor durante todos estos años.
- Al Dr. Bernardo Cervantes Sodi, por su total apoyo desde el primer día que llegué al instituto, y por toda la confianza depositada en mí durante la realización de este trabajo, y que además de ser un excelente tutor, se ha convertido en un valioso amigo.
- Al Consejo Nacional de Ciencia y Tecnología, por el apoyo brindado durante mi estancia en la maestría.
- Al Programa de Apoyo a Proyectos de Investigación e Innovación Tecnológica (PAPIIT) con número de referencia IA103517, por el soporte brindado durante la realización de este proyecto.
- A mis amigos en Puebla, Yess y Alfred, porque a pesar de la distancia, durante muchos años me han brindado su apoyo en momentos importantes, y porque son un modelo a seguir de disciplina y trabajo constante.
- A Natalia, Rudy, Aníbal, Alex y Rubén, quienes no son solo se han convertido en mis mejores amigos durante mi estancia en el instituto, sino también se han vuelto para mi, una maravillosa familia.

Índice general

1. Introducción	13
1.1. Clasificación de Galaxias	13
1.1.1. Otras formas de Clasificación	14
1.1.2. Propiedades asociadas al tipo morfológico	14
1.1.3. Estructura General de Galaxias Espirales	16
1.1.4. Curvas de Rotación y Masa Dinámica	17
1.2. Brillo Superficial	19
1.3. Propiedades de las galaxias LSB	20
1.3.1. Evolución Galáctica.	21
1.3.2. Masa Estelar y Halos de Materia Oscura	23
1.3.3. Medio Ambiente	25
1.4. Momento Angular y Espín	28
1.4.1. Origen del Momento Angular de Galaxias	28
1.4.2. El Parámetro de Espín	29
2. Descripción de la Muestra	35
2.1. Sloan Digital Sky Survey (SDSS)	35
2.1.1. Datos ópticos derivados del SDSS	36
2.2. Arecibo Legacy Fast ALFA (ALFALFA)	38
2.2.1. Datos de HI de ALFALFA	38
2.3. Muestra Limitada por Volumen	39
2.4. Muestras de Control	40
3. Metodología	43
3.1. Estimaciones de Masa del Halo de Materia Oscura	43
3.1.1. Razón M_*/M_H constante	43
3.1.2. Razón escalada con la densidad	44
3.1.3. Relación v_{rot} y v_H en un Modelo Cold Dark Matter (CDM)	44
3.1.4. Modelo de ocupación de Halos	45
3.1.5. Catálogo de Grupos	46
3.2. Tiempo de Ensamblaje del Halo	46
3.3. Cálculo del Parámetro de Espín	47
4. Comparación con Trabajos Previos	53
4.1. Galaxias del SDSS: Características Generales	53
4.2. Fracción Bulbo-Total	55
4.3. Espín y fracciones de gas.	57
5. Resultados	59
5.1. Medio Ambiente	59
5.2. Razón masa estelar-masa del halo	62
5.3. Galaxias en Grupos y Tiempos de Ensamblaje del Halo	64

5.4. Momento Angular Específico	68
5.4.1. Momento angular y Medio ambiente	69
5.5. Parámetro de espín	72
5.5.1. Muestra limitada por Volumen	73
5.5.2. Muestras de Control	73
6. Discusión y Conclusiones	77
6.1. Trabajo a Futuro	79
Bibliografía	81
Apéndices	87
A. Esfera Isotérmica	89
B. Parámetro de Espín y Medio Ambiente	91

Índice de figuras

1.1. Secuencia de Hubble	13
1.2. Plano UVJ	15
1.3. Imágenes de M31	16
1.4. Estructura de galaxias espirales	17
1.5. Curva de Rotación de una galaxia espiral	18
1.6. Curvas de Rotación obtenidas por Vera Rubin en 1978	19
1.7. Brillo Superficial	20
1.8. Relación TF y fracciones de gas	22
1.9. Curvas de Rotación de galaxias LSB gigantes	24
1.10. El problema <i>Cusp-Core</i>	25
1.11. Distribución de galaxias del SDSS DR4	26
1.12. Grado de aislamiento para galaxias LSB y HSB	27
1.13. Propiedades del Halo y Medio Ambiente	28
1.14. Densidad Superficial y espín	31
1.15. Simulaciones de galaxias LSB con diferentes valores de λ	32
1.16. Densidad promedio de estrellas y gas, radio de corte y radio de escala.	33
1.17. Fracción de gas vs Masa estelar	34
2.1. Telescopio del SDSS	35
2.2. Filtros del SDSS	36
2.3. Observatorio de Arecibo	39
2.4. Mapa del Cielo	39
2.5. Muestra Limitada por Volumen	40
2.6. Distribuciones de brillo superficial	41
2.7. Distribuciones de masa estelar y z para las muestras de control	41
3.1. Relación $v_{rot} - v_H$ obtenida por Papastergis et al. (2011)	45
3.2. Distribución 3D de los Halos encontrados por Yang et al. (2007)	47
3.3. Aproximación observacional del tiempo de ensamblaje	48
3.4. Comparación entre los valores de v_{rot}	49
4.1. Características principales de las galaxias LSB y HSB	54
4.2. Fracciones Bulbo-Total	56
4.3. Fracciones Bulbo-Total por Tipo Morfológico	56
4.4. Fracción de Gas vs Masa estelar de las muestras de control	57
5.1. Distancia al filamento más cercano.	60
5.2. Distancia al filamento más cercano por Tipo Morfológico.	60
5.3. Densidad y Masa Estelar	61
5.4. Densidad y Masa Estelar por Tipo Morfológico.	62
5.5. Razón M_*/M_H para la muestra limitada por volumen	63
5.6. Razón M_*/M_H para las muestras de control	64
5.7. Comparación entre estimaciones	65

5.8. Distribuciones de Tiempo de Ensamblaje	65
5.9. Color y Masa Estelar de galaxias centrales y satélites	66
5.10. Tiempo de Ensamblaje y Medio Ambiente	67
5.11. Momento Angular: Relación de Fall	68
5.12. Momento Angular: Relación de Fall por Tipo Morfológico	69
5.13. Momento angular y distancia al filamento mas cercano	70
5.14. Momento Angular y Densidad-I	71
5.15. Momento Angular y Densidad-II	72
5.16. Momento Angular y Estructura a Gran Escala	73
5.17. Distribuciones de espín-I	74
5.18. Distribuciones de espín-II	75
6.1. Relación λ - M_2/M_1	79
B.1. Espín y Distancia al Filamento	91
B.2. Espín y Densidad	92
B.3. Espín y Estructura a Gran Escala	92

Índice de tablas

4.1. Diferencias principales entre galaxias LSB y HSB	55
5.1. Medio Ambiente: Densidad a diferentes escalas.	59
5.2. Sobredensidad y Estructura a gran escala	61
5.3. Tiempo de ensamblaje	66
5.4. Estimaciones de espín	72

Resumen

Las galaxias de bajo brillo superficial (LSB por sus siglas en inglés, *Low Surface Brightness*) son galaxias de disco intrínsecamente débiles, caracterizadas por tener un brillo superficial central $\mu_B \gtrsim 21.65$ mag arcsec⁻² (Freeman 1970³¹). Este tipo de galaxias representa un conjunto de objetos de gran interés para el estudio de la formación y evolución galáctica, dado que son sistemas poco evolucionados en comparación con las galaxias de alto brillo superficial (HSB por sus siglas en inglés, *High Surface Brightness*), en tanto que presentan baja metalicidad (Kuzio de Naray, McGaugh & de Block 2004⁶⁴), altas fracciones de gas y poca actividad de formación estelar (Wyder et al. 2009¹³¹). Además, las galaxias LSB están fuertemente dominadas por materia oscura a todo radio (e.g. Pickering et al. 1997;⁹⁶ Kuzio de Naray & Spekkens 2011⁶⁵), lo que las convierte en laboratorios ideales para estudiar el ensamblaje, la estructura y la evolución de los halos de materia oscura, los cuales son modelados de manera sencilla por medio de una esfera isotérmica.

Las galaxias LSB representan una fracción importante de la población galáctica (~ 30 -50%, O'Neil et al. 2003⁸⁶), y el desarrollo de nuevas y mejores herramientas de observación ha permitido la detección de estos objetos en volúmenes cada vez mas grandes, y por lo tanto un estudio estadístico más a fondo de sus propiedades.

Estas galaxias se presentan en un amplio rango de morfologías (McGaugh et al. 1995⁷⁴), y se espera que se formen en halos caracterizados por tener altos valores de espín (Jimenez et al. 1998⁵⁶). Este último es un resultado directo obtenido por los modelos de formación y evolución de galaxias espirales más aceptados en los últimos años, en los cuales se obtiene que el momento angular juega un papel importante en la determinación de las propiedades de las galaxias, tales como su densidad estelar o incluso el radio dentro del cual se encuentra la mayor parte de su contenido bariónico (Dalcanton et al. 1997;²⁵ Kim & Lee 2013⁶²). Estos modelos predicen que la adquisición de momento angular se debe no solo a los mecanismos de fuerzas de marea en el momento de su formación en el universo temprano; por el contrario, la estructura a gran escala y los procesos de acreción y fusión también son fundamentales.

En el presente trabajo se muestra una contraparte observacional a distintos resultados teóricos, utilizando como base una muestra de galaxias del Sloan Digital Sky Survey, Data Release-7 (SDSS DR7). De este censo se derivan una serie de catálogos (Tempel et al. 2014a¹²⁰-2014b;¹²¹ Jasche et al. 2010;⁵⁵ Yang et al. 2007¹³³) que permiten caracterizar las propiedades del medio ambiente, a pequeña y a gran escala, de estas galaxias de cuatro maneras diferentes:

- La estructura a gran escala (*voids, sheets, filamentsy clusters*) sobre la cual se encuentran los halos.
- La distancia al filamento mas cercano.
- La densidad del medio ambiente local a diferentes escalas de atenuación (1,2,4 y 8 h⁻¹ Mpc).
- El número de galaxias ligadas gravitacionalmente a un grupo.

Con esta información, se construye una muestra limitada por volumen tomando en cuenta los criterios de selección establecidos previamente por otros autores (e.g. Zhong et al. 2008,¹³⁷ Galaz et al. 2011³²), con el objetivo de garantizar que las galaxias la muestra, correspondan a una misma clase de objetos con estudios y resultados previos. Respecto al medio ambiente, se encuentra que las galaxias LSB residen en

regiones de baja densidad a diferentes escalas; esto es consistente con resultados previos, que indican que las galaxias LSB se encuentran en ambientes relativamente aislados (e.g. Rosenbaum et al. 2009,¹⁰⁷ Galaz et al. 2011). Adicionalmente, los modelos de formación y evolución predicen que los halos más masivos (característicos de galaxias LSB) se encuentran preferentemente alineados con la estructura filamentaria a gran escala (Zhang et al. 2009¹³⁶). En este trabajo se confirma este resultado, ya que encontramos que las galaxias LSB presentan una probabilidad de $\sim 60\%$ de encontrarse sobre estructuras filamentosas.

Adicionalmente, se busca demostrar la hipótesis de que los halos con alta velocidad de rotación corresponden a galaxias LSB, estimando el espín λ , que es un parámetro teórico que está relacionado con el cociente entre el soporte rotacional y la aceleración gravitacional. El método utilizado para estimar el espín se basa en el modelo presentado por Mo, Mao & White (1998⁸²), incluyendo una descomposición bulbo-disco (Simard et al. 2011¹¹³) para estimar el momento angular específico estelar de cada una de las componentes estelares de manera independiente, pero implementando cinco diferentes prescripciones para estimar la masa del halo de materia oscura, con el objetivo de eliminar cualquier dependencia del valor del espín en el valor estrictamente numérico del mismo.

Utilizando una relación Tully-Fisher para inferir la velocidad de rotación de la componente estelar en la muestra limitada por volumen, obtenemos distribuciones de espín de galaxias LSB y HSB, que posteriormente se comparan con muestras de control, en las cuales se utiliza directamente la información cinemática de HI del catálogo ALFALFA $\alpha.100$, para mostrar que las galaxias LSB presentan sistemáticamente valores más altos del espín que las HSB. Si la distribución de espines de ambas sub-muestras es la misma, entonces las HSB deben re-distribuir su momento angular entre las componentes estelar y de materia oscura para reproducir la distribución de sus propiedades estructurales observadas. Esto último permite entonces concluir que las galaxias LSB y HSB pueden ser modeladas de manera similar, variando el parámetro de espín.

El presente trabajo se encuentra dividido en las siguientes secciones:

1. Introducción, donde se presentan las propiedades generales de las galaxias LSB, y los resultados de diferentes autores que sirven como motivación.
2. Selección de la muestra, con una breve descripción de los catálogos utilizados así como la información obtenida de los mismos. En esta sección se describe también la construcción de las dos sub-muestras que de ella se derivan.
3. Metodología, que describe la forma en cómo se calculan las propiedades del halo, como su masa, su tiempo de ensamblaje, y su espín a partir de datos observacionales.
4. Una breve comparación con resultados previos que permiten afirmar que los criterios de selección son correctos en la construcción de las sub-muestras.
5. Los resultados obtenidos, que comprenden tanto la caracterización del medio ambiente como los métodos utilizados para obtener las propiedades del halo, tales como su tiempo de ensamblaje, velocidad de rotación, masa de materia oscura y espín.
6. Análisis y discusión de resultados.
7. Trabajo a futuro.

Capítulo 1

Introducción

1.1. Clasificación de Galaxias

En su forma más general, las galaxias son un conjunto de estrellas, gas, polvo y materia oscura que interactúan bajo la acción de la gravedad. Estas se observan en el cielo como objetos nebulosos o difusos, con diferentes morfologías y propiedades. La forma más sencilla de clasificarlas (y la más común) es aquella introducida por Hubble en 1926.⁵¹ En su artículo *Extra-Galactic Nebulae*, Hubble realiza una clasificación con base en su morfología, tomada de las imágenes fotográficas de 400 fuentes extragalácticas, de las cuales todas (a excepción de tres) caen dentro de una secuencia de formas caracterizadas por su simetría y la predominancia de su región mas central, el núcleo. Esta clasificación (conocida hasta estos días como *Secuencia de Hubble*), se caracteriza por dividir a las galaxias en dos grandes grupos:

i) **Galaxias elípticas** (E's), caracterizadas por no tener una sub-estructura bien determinada, mayormente con forma elipsoidal. Estas se ordenan a lo largo de la secuencia de Hubble de acuerdo con su elipticidad $\varepsilon \equiv 1 - b/a$, en donde a y b son los ejes mayor y menor del sistema respectivamente.

ii) **Galaxias espirales**, identificadas por una estructura con forma de disco, con la presencia de brazos espirales y un bulbo en la región central. A su vez, éstas pueden dividirse en dos sub clases, de acuerdo a si presentan barras (SB's) o no (S's), y cada sub clase se ordena de acuerdo con la apertura de sus brazos y la razón de brillo entre bulbo y disco, que va desde las Sa-SBa con brazos cerrados y bulbo prominente, hasta las Sc-SBc con brazos abiertos y bulbo tenue.

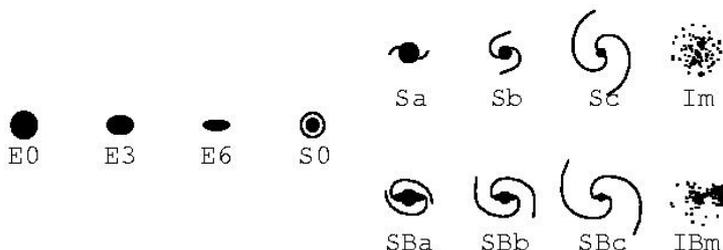


Figura 1.1: Esquema básico de la clasificación morfológica de galaxias, de acuerdo con el criterio de Hubble. [Crédito: R.G. Abraham, Institute of Astronomy, University of Cambridge, UK.]

De acuerdo con la figura 1.1, los objetos del lado izquierdo de la secuencia de Hubble se conocen como *objetos tempranos*, mientras que del lado derecho se encuentran los *objetos tardíos*, y se les denomina así debido a que, en un principio, se pensaba que este escenario representaba un esquema evolutivo de las galaxias.

Actualmente se ha descartado que la secuencia de Hubble corresponda a una secuencia evolutiva tal y como la concibió Hubble, sin embargo, la denominación de las galaxias de acuerdo a su posición en la secuencia se mantiene. Esta clasificación, que inicialmente fue obtenida a partir de observaciones en el visible, ha sido modificada durante el paso de los años (e.g. de Vaucouleurs 1959;¹²⁴ Sandage 1961¹¹⁰), pero continúa siendo un método que permite a los astrónomos comparar y clasificar fácilmente a las galaxias.

1.1.1. Otras formas de Clasificación

A pesar de que la secuencia de Hubble es una forma de clasificar a las galaxias bastante común, existen otras formas en las que es posible clasificar a las galaxias, ya que hacerlo depende esencialmente de la longitud de onda de las observaciones y de los fenómenos que de ella se puedan analizar. En el caso de la secuencia de Hubble, la componente estelar es la que más aporta a las observaciones. El análisis de líneas de absorción-emisión para determinar la metalicidad (Bromley et al. 1998;¹³ Tempel et al. 2011¹¹⁹), así como observaciones en ultravioleta (Marcum et al. 2001⁷²) y de polvo en el infrarrojo (Pahre et al. 2004;⁸⁸ Querejeta et al. 2015¹⁰²) son ejemplos de cómo pueden ser utilizadas otras longitudes de onda que permiten hacer comparaciones entre las diferentes formas de clasificación y las propiedades generales de las galaxias.

Por ejemplo, de acuerdo con la tasa de formación estelar (SFR, por sus siglas en inglés, *Star Formation Rate*), es decir, cuántas estrellas se forman en una galaxia en un intervalo de tiempo, las galaxias se pueden clasificar como activas (*Star-Forming*) o pasivas (*quiescent*). Para ello se utilizan, por ejemplo, las observaciones de las líneas de H α que son trazadoras de regiones fotoionizadas por estrellas jóvenes, emisión ultravioleta (UV) proveniente de estrellas masivas recién formadas, o emisión en infrarrojo (IR) del polvo alrededor de estrellas calientes. Un caso más específico consiste en observar la línea de la molécula de HCN(1-0), producida en las galaxias con mayor formación estelar, ya que su densidad crítica es mayor que la del CO, y por tanto, permite trazar el gas molecular hasta densidades $n_H \gtrsim 6 \times 10^4 \text{ cm}^{-3}$, típicamente asociadas con la formación estelar (Onus et al. 2017⁸⁷). La *Ley de Kennicutt-Schmidt* es un resultado empírico que relaciona la densidad del gas molecular con la SFR, por medio de una ley de potencias

$$\Sigma_{SFR} \propto \Sigma_{gas}^N,$$

donde $N \sim 1.4 \pm 0.15$, y Σ_{gas} es obtenido suponiendo una razón constante de CO/H $_2$ (Kennicutt 1998a⁶⁰). Una herramienta adicional que permite hacer esta distinción se muestra en la Fig. 1.2, donde se observa un mapa UVJ típico que permite distinguir entre galaxias *activas* e *inactivas*, estas últimas localizadas en la parte superior izquierda del plano, a partir de los límites presentados por Whitaker et al. (2011¹²⁸).

Otra manera de clasificar a las galaxias se basa en la forma que presentan sus espectros, que en combinación con la emisión de las regiones centrales, podemos identificar otro tipo de objetos, conocidos como AGN (Por su siglas en inglés, *Active Galactic Nuclei*). Es bien conocido que todas las galaxias poseen un agujero negro supermasivo en su centro y que, por acción de la gravedad, cuando el material en sus alrededores cae hacia él, se forma un disco de acreción. El gas, al calentarse, emite una gran cantidad de energía, lo cual se refleja como una componente muy luminosa, y que además, posee una alta variabilidad en un intervalo de tiempo muy corto. Los AGN pueden ser identificados a partir de su alta luminosidad en radio y/o en rayos-X, así como la intensidad y el ancho de sus líneas de emisión (Baldwin, Phillips & Terlevich 1981⁴).

1.1.2. Propiedades asociadas al tipo morfológico

Las galaxias presentan una gran variedad de características físicas y observacionales, tales como masa estelar, color, intensidad de líneas de emisión, luminosidad, densidad del medio interestelar, tamaño, entre otras. Algunas de ellas presentan alguna correlación con propiedades morfológicas como, por ejemplo, la razón bulbo-disco y la apertura de los brazos espirales (Roberts & Haynes 1994¹⁰⁵). Dichas correlaciones

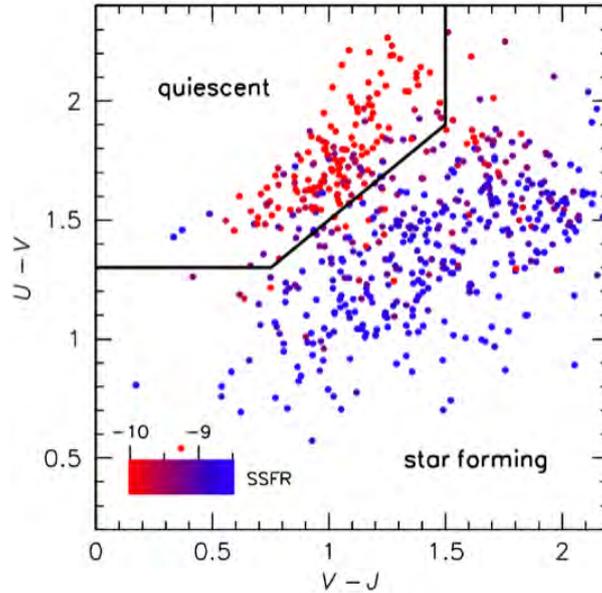


Figura 1.2: Ejemplo del plano UVJ utilizado para separar las galaxias *star-forming* de las *quiescent*. [Crédito: van Dokkum et al. (2015), ApJ, 813, 23.]

se deben principalmente a las características intrínsecas de cada galaxia, como las tasas de formación estelar (Kennicutt 1998b⁶¹), la masa estelar, el contenido de gas, etc.

Por ejemplo, si consideramos una clasificación basada en la apariencia a partir de observaciones en el infrarrojo (Pahre et al. 2004⁸⁸), es posible ver las regiones oscurecidas por polvo en el óptico, por lo que una imagen en estas longitudes de onda permite trazar estas regiones, las cuales corresponden a aquellas en donde se están formando estrellas, es por ello que los brazos espirales se ven más claramente en el infrarrojo. Se puede observar que el contraste entre las regiones dentro y fuera de ellos es mucho más notoria que si se observaran, por ejemplo, en el visible (Fig. 1.3).

En el trabajo de Pahre et al. (2004), se observa que la emisión en infrarrojo de las poblaciones estelares, obtenida de observaciones con *Spitzer*, varía con el tipo morfológico, particularmente en el color ($[3.6\mu m] - [4.5\mu m]$), como consecuencia de la edad de sus poblaciones estelares, ya que las galaxias de tipo tardío son más rojas que las de tipo temprano. De manera similar la fracción de la luz proveniente del polvo ($8\mu m$) varía desde un 10% para galaxias tempranas hasta un 90% en galaxias tardías, debido al aumento en la fracción de moléculas PAHs (siglas en inglés de *Hidrocarburos Policíclicos Aromáticos*).

De manera similar, se han encontrado (e.g. Ellis et al. 2005²⁸) otro tipo de correlaciones, por ejemplo, existe una tendencia de que las galaxias sean más débiles (en magnitud absoluta) a medida que nos movemos de los objetos tipo E/S0 hacia Sd/Irr (visto en la banda B). Por otra parte, las galaxias Sd/Irr tienen un brillo superficial $\sim 1.5 \text{ mag arcsec}^{-2}$ menor que las E/S0 (ver Cap. 2). Además, al analizar el color ($u - r$) existe una tendencia a que las galaxias tempranas sean más rojas que las galaxias tardías. Finalmente, la razón bulbo-disco decrece progresivamente con el tipo morfológico, es decir que las galaxias tardías tienen un bulbo más pequeño que las de tipo temprano.

Es importante conocer las propiedades asociadas al tipo morfológico ya que nuestro estudio se centrará principalmente en el análisis de galaxias espirales cuya orientación permita observar las regiones menos oscurecidas por polvo (ver Cap. 2), y que además permita identificar si la componente estelar del bulbo es comparable con la del disco. Como se discutirá más adelante (ver Cap. 1.3), se han encontrado galaxias LSB en una amplia gama de morfologías; sin embargo, muchas de ellas ($\sim 80\%$, O’Neil et al.

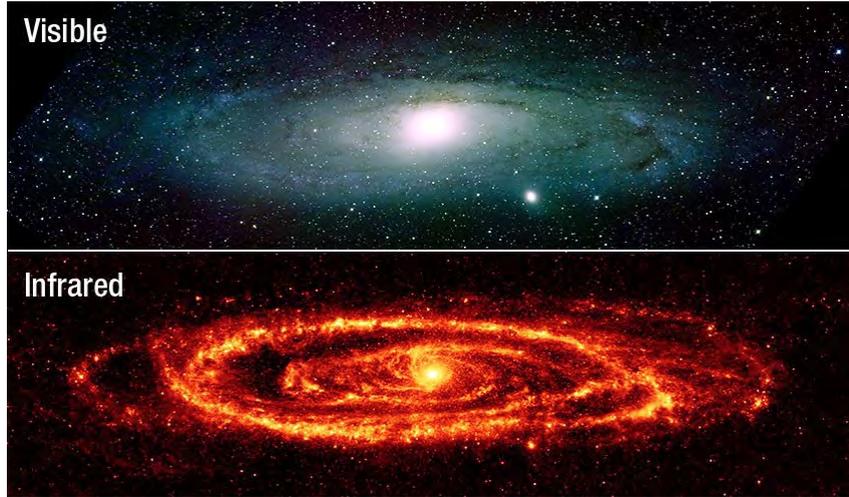


Figura 1.3: Comparación entre dos imágenes de M31 observada en el visible (arriba) y en el infrarrojo (abajo). [Crédito: NASA, vía Kitt Peak National Observatory (visible) y Spitzer (IR).]

1997?) pertenecen a una población de objetos tardíos.

1.1.3. Estructura General de Galaxias Espirales

Como se mencionó antes, los principales objetos de estudio en este trabajo corresponden a galaxias LSB del tipo espiral, por lo que a continuación se mencionarán con más detalle algunas de sus características. Las galaxias espirales son objetos por lo general menos luminosos ($-23 \lesssim M_B \lesssim -16$) y masivos ($10^9 M_\odot \lesssim M \lesssim 10^{12}$) que las galaxias elípticas. Su característica principal es estar conformadas por un disco de estrellas con soporte rotacional, inmerso en un halo de materia oscura (Fig. 1.4). Esta última no es una característica exclusiva de las galaxias espirales, ya que las galaxias elípticas también se encuentran inmersas en halos de materia oscura.

Estructura Espiral

Los brazos de una galaxia espiral son más azules que el resto del disco, y son muy brillantes en emisión $H\alpha$. Esta última está asociada a regiones fotoionizadas alrededor de estrellas masivas y jóvenes, por lo que los brazos espirales deben ser regiones con alta actividad de formación estelar. El ángulo de apertura (*pitch angle*) β es el ángulo comprendido entre la tangente un brazo y la tangente a un círculo centrado en el centro de la galaxia y que pasa por el mismo punto. En las galaxias de tipo temprano (Sa), β tiene un valor menor que en las de tipo tardío (Sc), es decir, los brazos se abren a medida que avanzamos en la secuencia de Hubble. El origen de los brazos espirales no está del todo claro; sin embargo, se cree que se forman a partir de una onda de densidad, cuasi-estacionaria, y con una velocidad diferente a la velocidad de las estrellas. Si el gas presente en el disco de la galaxia entra a una región de alta densidad, se comprime y puede desencadenar un proceso de formación estelar.

Barras

Se ha observado que una fracción importante, que va del 50-70 % de las galaxias espirales, presentan estructuras en forma de *barras* (e.g. Reese et al. 2007;¹⁰³ Menéndez-Delmestre et al. 2007⁷⁹), que contienen hasta 1/3 de la luminosidad total. Las barras están formadas por estrellas cuyas órbitas son muy elongadas, lo cual provoca perturbaciones en el potencial gravitacional que, entre otras cosas, provocan una redistribución del momento angular. Al igual que los brazos espirales, las barras rotan con un patrón de velocidad propio (e.g. Corsini 2011²⁴).

Bulbo y Regiones Centrales

El bulbo es un sistema estelar denso y muy brillante en comparación con el disco, y en donde se pueden encontrar poblaciones de estrellas tanto viejas como recién formadas, localizado en el centro de las galaxias espirales. EL bulbo puede ser compacto como en el caso de las galaxias Sc, o bien ocupar casi toda la galaxia como en las S0. La mayoría tiene forma de esfera o elipsoide, aunque también los hay con forma aplanada, similar a una caja. A diferencia de las estrellas del disco cuyo movimiento se da sobre un plano (el plano galáctico), las estrellas del bulbo se caracterizan por tener movimientos aleatorios alrededor del centro. La prominencia del bulbo, junto con la apariencia de los brazos espirales, permite ubicar a las galaxias a lo largo de la secuencia de Hubble, de tal manera que los bulbos en las galaxias tempranas son más brillantes (aunque no necesariamente más grandes) que en las galaxias tardías (Fig. 1.1).

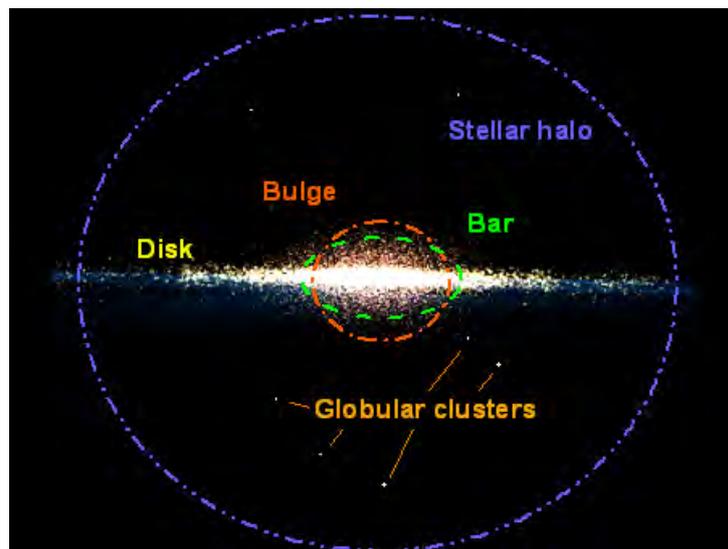


Figura 1.4: Esquema de las componentes principales de una galaxia espiral típica. [Crédito: Jakub Schwarzmier, University of West Bohemia in Piben, Department of General Physics. Source https://kof.zcu.cz/st/dis/schwarzmeier/galaxy_models.html.]

1.1.4. Curvas de Rotación y Masa Dinámica

La curva de rotación de una galaxia es un diagrama que permite estudiar cómo cambia la velocidad orbital v como función de la distancia R al centro del objeto. Puede ser determinada a partir de la observación de cualquier clase de objetos que se muevan en órbitas circulares a diferentes radios en torno al centro de la galaxia, por ejemplo, estrellas. La velocidad de éstas puede ser calculada a partir de sus espectros que presentan corrimientos Doppler. También es posible medir la velocidad de rotación a partir del movimiento de grandes nubes de HI. Por lo general, estas regiones se encuentran incluso a distancias mayores que las estrellas, por lo que, es posible determinar la velocidad de rotación hasta las regiones mas externas (Fig. 1.5, izquierda). La forma de la curva de rotación refleja la manera en cómo se distribuye la masa en una galaxia, por ejemplo:

- Como un cuerpo rígido cuya velocidad aumenta con la distancia, es decir, $v \propto R$, donde $M \propto r^3$.
- En una distribución en donde gran parte de la masa se encuentra en las regiones centrales, $v \propto R^{-1/2}$; esta forma se obtiene del equilibrio entre la fuerza gravitacional y la fuerza centrífuga.
- Una curva de rotación plana, en donde $v = cte$. implica que la masa crece linealmente con el radio.

La mayoría de las galaxias tienen una curva de rotación que se comporta como un cuerpo rígido en las partes centrales, seguida (en algunos casos) de un decaimiento y finalmente un aplanamiento en las regiones externas, donde ya no hay luz estelar. Este último comportamiento resulta llamativo dado que, con base en las leyes de Newton, la velocidad de rotación debería disminuir para los objetos más alejados del centro si la masa ya ha convergido al total. Una forma de aumentar la velocidad sería añadiendo más masa en las regiones externas donde ya no hay estrellas o gas, lo cual sugiere que las galaxias se encuentran inmersas en una cantidad significativamente grande de materia que no es posible ver, pero cuyos efectos se reflejan en la curva de rotación. Por tanto, la curva de rotación representa una evidencia indirecta de la existencia de un halo de *Materia Oscura* en el cual están embebidas las galaxias.

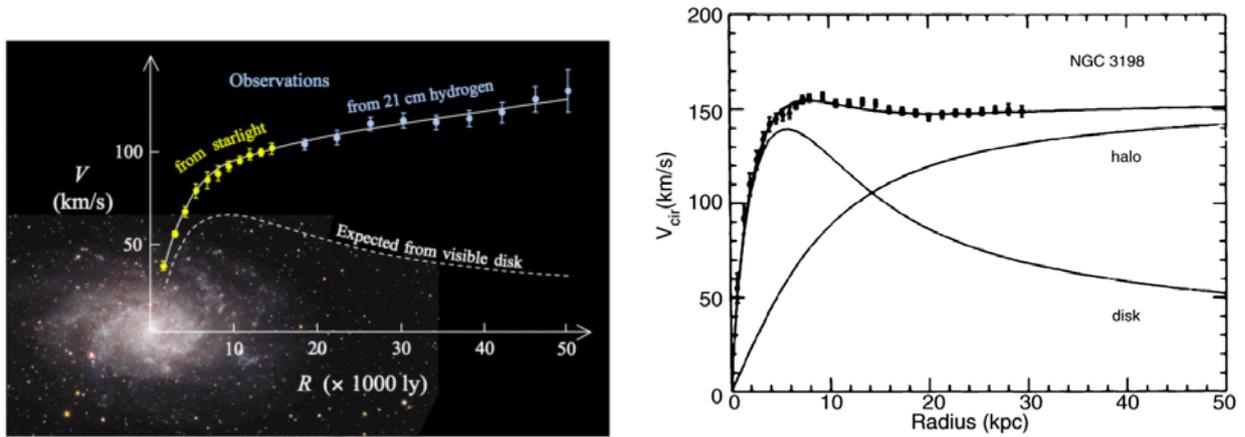


Figura 1.5: *Izquierda:* Curva de rotación obtenida a partir de la observación de las componentes estelar y gaseosa en M33. *Derecha:* Curva de rotación de la galaxia NGC 3198, en la cual se observa la suma de las componentes bariónica y oscura; esta última es la responsable del aplanamiento de la curva de rotación a distancias grandes. [Créditos: izquierda, sin derechos de autor; derecha: van Albada et al. 1985, ApJ 295, 305.]

En la década de los 70's del siglo pasado, Vera Rubin publicó una serie de artículos en los que, a partir de observaciones espectrales de alta sensibilidad, pudo determinar la curva de rotación de galaxias espirales. Los principales puntos de estos trabajos¹⁰⁸ se describen a continuación:

1. Las curvas de rotación de todas las galaxias en la muestra son aproximadamente planas a distancias tan grandes como 50 kpc.
2. La velocidad máxima está correlacionada con el tipo morfológico, de tal manera que, a una misma distancia, $M(Sa) > M(Sb)$.
3. La masa de las galaxias crece significativamente y de manera lineal con la distancia radial.

Finalmente, a partir de sus resultados, se puede pensar que la mecánica Newtoniana puede no ser correcta de manera universal, o bien, que aproximadamente el 50% de la masa de las galaxias no proviene de una componente bariónica (Rubin et al. 1980¹⁰⁹). Esto explicaría que la velocidad de rotación de las galaxias sea aproximadamente constante en las regiones externas. Con esta información, la distribución de densidad puede ser calculada a partir de las curvas de rotación. Se ha establecido a partir de observaciones que para galaxias con $0 < z < 3$, el radio del halo R_H es $\sim 30R_{\text{eff}}$, donde R_{eff} es el radio que contiene la mitad de la luz en una galaxia (e.g. de Vaucouleurs 1951¹²⁴).

En su forma más general, un halo de materia oscura puede estar representado por un perfil de densidad asociado a una esfera isotérmica singular de la forma $\rho \propto r^{-2}$, lo cual implica que $M(r) \propto r$, es decir, la masa del halo crece linealmente con el radio. Sin embargo, a partir de una serie de simulaciones

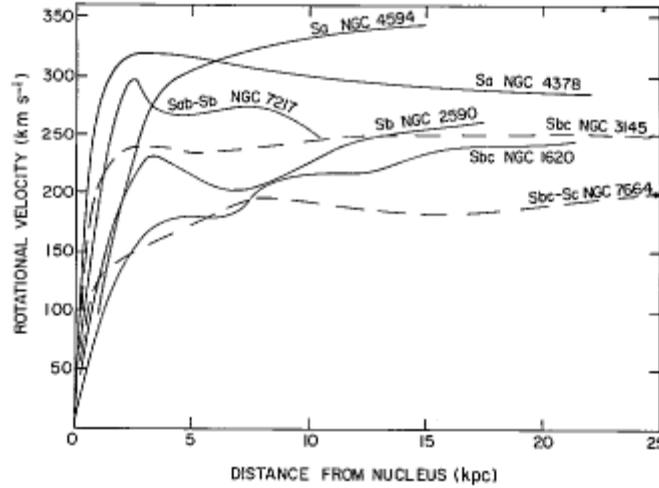


Figura 1.6: Ejemplos de curvas de rotación de galaxias espirales, en las cuales se observa un aplanamiento, que resulta inconsistente con las leyes de Newton, en el caso de que la materia que vemos sea la única presente. Se observa también que las galaxias de tipo temprano tienen una velocidad máxima mayor que las de tipo tardío [Crédito: Rubin, V., et al. 1978, ApJ 225, L107].

de N-cuerpos para investigar la estructura de los halos en el modelo Λ CDM presentadas por Navarro, Frenk & White (1996⁸³), se encontró que el perfil de densidad promediado sobre cáscaras esféricas parece mostrar un perfil universal, en el cual los halos son aproximadamente isotérmicos sobre un amplio rango de distancias. Este perfil de densidad, conocido como *Perfil NFW*, viene dado como

$$\rho(r) = \frac{\rho_s}{r/r_s(1+r/r_s)^2}, \quad (1.1)$$

donde ρ_s es una constante, igual a la amplitud de la densidad, y R_s es el radio característico. Notar que para $r \ll R_s$, se tiene que $\rho \propto r^{-1}$ mientras que para $r \gg R_s$, la densidad cae como $\rho \propto r^{-3}$.

1.2. Brillo Superficial

La distribución de brillo $I(R)$ de las galaxias espirales muestra dos componentes principales: en primer lugar, una componente asociada al bulbo, que puede ser descrita con un perfil de la forma

$$\log(I) \propto R^{1/n}; \quad (1.2)$$

para el cual n se conoce como *Índice de Sérsic*, y es igual a 4 para un bulbo esferoidal (llamado *Perfil de de Vaucouleurs*), o bien toma valores entre 1 y 2 si se trata de un pseudo-bulbo. Por otro lado, la componente asociada al disco sigue un perfil exponencial

$$I(R) = I_0 e^{-\alpha R}, \quad (1.3)$$

donde I_0 es una constante y α , el radio de escala. Con esto, podemos definir al brillo superficial como la magnitud aparente de un objeto extendido (como una nebulosa o una galaxia) por unidad de área, medido generalmente en mag arcsec^{-2} . Dado que las magnitudes están definidas sobre una escala logarítmica, el brillo superficial μ se puede obtener en su forma más general como

$$\mu = m + 2.5 \log_{10} A, \quad (1.4)$$

siendo m la magnitud aparente y A , el área subtendida por el objeto en el plano del cielo. A diferencia de una estrella que se observa como una fuente puntual, las galaxias distribuyen su brillo sobre un área

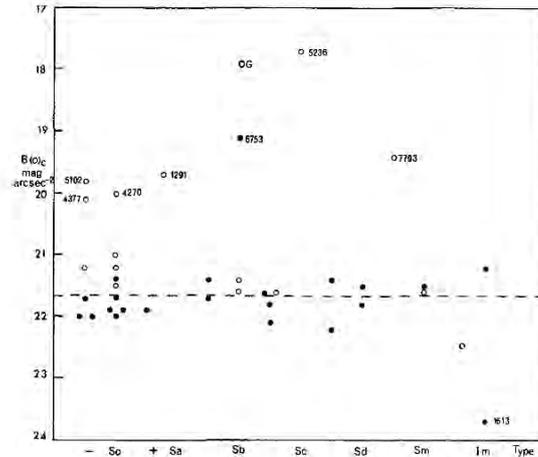


Figura 1.7: Brillo superficial central de las galaxias en la muestra de Freeman (1970). La línea punteada corresponde al valor $\mu_B = 21.6 \text{ mag arcsec}^{-2}$. [Crédito: Freeman, K.C. 1970, ApJ, 160, 811].

mucho mayor; por tal motivo, suponiendo que una estrella y una galaxia tuvieran la misma magnitud aparente, éstas últimas serían más difíciles de detectar. De este modo, se deduce que para un disco con una distribución dada por la ec. 1.3, el brillo superficial está dado por

$$\mu(R) = \mu_0 e^{-\alpha R}. \quad (1.5)$$

En un estudio realizado por Freeman (1970³¹), donde recolecta información fotométrica de los discos en una muestra de galaxias, se encontró que la gran mayoría de ellos tienen aproximadamente el mismo brillo superficial central $\mu_B \sim 21.65 \pm 0.30 \text{ mag arcsec}^{-2}$ medido en la banda B a lo largo de la secuencia de Hubble, e independientemente de la magnitud absoluta, cuyo rango es de hasta 5 mag. (Fig. 1.7).

Posteriormente a este trabajo, sin embargo, se ha encontrado que existen galaxias con menor brillo superficial central que el descrito por la Ley de Freeman (1970). De acuerdo con este límite, las galaxias se pueden clasificar como galaxias de alto brillo superficial (HSB) o de bajo brillo superficial (LSB), estas últimas caracterizadas por tener un brillo superficial central $\mu_B > 21.65 \text{ mag arcsec}^{-1}$. Nótese que, dado un brillo total, expresado en magnitudes, m , el valor numérico del brillo superficial es mayor al aumentar el área que abarca el objeto, de acuerdo con la ec. 1.4.

1.3. Propiedades de las galaxias LSB

Las galaxias LSB han sido objeto de muchos estudios por parte de varios autores, debido tanto a sus propiedades intrínsecas, como a las claves que pueden ofrecer para el entendimiento de los profsos de formación y evolución de galaxias. Estas galaxias constituyen una fracción importante de la población galáctica, pues se ha encontrado que las densidades numéricas de LSB representan $\sim 30\text{-}50\%$ de la población de objetos extragalácticos, comparable con las de las galaxias HSB (e.g. McGaugh et al. 1995b;⁷⁴ O’Neil et al. 2003⁸⁶). En los últimos años, y con el desarrollo de nuevas técnicas observacionales que permiten detectar objetos débiles a distancias muy grandes, se ha encontrado un aumento significativo en la población de galaxias LSB. Esto último sugiere entonces que las galaxias LSB podrían contener una fracción importante de la materia bariónica en el universo.

Las galaxias LSB son particularmente útiles para el desarrollo de diferentes modelos evolutivos, dado que son objetos más sencillos de modelar que sus contrapartes HSBs. Las galaxias LSB son por lo general galaxias ópticamente débiles (Impey & Bothun 1997⁵⁴), con baja metalicidad ($Z < 0.003$, Kuzio de Naray, Mc Gaugh & de Block 2004⁶⁴), tienen relativamente poca formación estelar ($\text{SFR}_{\text{mean}} \sim 0.55 M_{\odot} \text{yr}^{-1}$,

Wyder et al. 2009¹³¹) y bajas masas de polvo ($\sim 8.8 \times 10^5 M_\odot$, Matthews & Wood 2001⁷³). Además, su escasa emisión de $H\alpha$ sugiere que las galaxias LSB son sistemas menos evolucionados que sus contrapartes HSB (Bothun, Impey & McGaugh 1997¹⁰), implicando pocas regiones de actividad de formación estelar donde el gas es continuamente ionizado. Estas galaxias son dominadas gravitacionalmente a todo radio por materia oscura (De Block, McGaugh & Rubin 2001²⁶), por lo que es posible modelarlas mejor mediante un modelo simple en donde se considera únicamente el campo gravitacional de una esfera isotérmica.

Las galaxias LSB se encuentran en un amplio rango de morfologías, pero dominadas por aquellas que carecen de bulbo, típicamente, con una razón bulbo-disco $B/D < 0.1$ (McGaugh, et al. 1995⁷⁵). Estas galaxias se encuentran bien descritas por un perfil exponencial (Freeman 1970;³¹ Beijersbergen et al. 1999⁶), con un radio de escala mucho mayor que las galaxias HSB. También se ha encontrado recientemente que la presencia de barras estelares en este tipo de galaxias es sistemáticamente menor que en galaxias HSB (e.g. Honey et al. 2016,⁴⁷ Cervantes Sodi & Sánchez García 2017²¹). Además, muy pocas galaxias LSB (5-20 %) muestran evidencia de tener actividad en el núcleo, a diferencia de las galaxias HSB, donde el porcentaje de AGNs alcanza hasta un 20-50 % (Impey et al. 1996;⁵³ Galaz et al. 2011³²).

1.3.1. Evolución Galáctica.

Uno de los estudios de galaxias LSB más destacados es el presentado por McGaugh et al. (1995⁷⁵), quienes realizaron un estudio de imágenes $UBVI$ y $H\alpha$ de una muestra de galaxias LSB de tipo tardío, intrínsecamente extendidas. Los principales resultados que se encuentran en este artículo están relacionados directamente con la morfología y las poblaciones estelares que estas galaxias presentan. Pueden resumirse en los siguientes puntos:

1. Las galaxias LSB de la muestra se presentan en un amplio rango de morfologías; sin embargo, se caracterizan por extenderse sobre un área considerablemente grande.
2. No todas las galaxias LSB son galaxias enanas.
3. Muchas galaxias LSB de la muestra son similares a algunas galaxias irregulares, azules, y su apariencia no cambia significativamente entre las observaciones del U al I , lo cual sugiere poblaciones estelares bastante homogéneas.
4. El color azul de estas galaxias sugiere que las galaxias LSB tienen poblaciones estelares más jóvenes que las HSB, las cuales no tienen edades mayores que 1 Gyr.

En años más recientes, Shao et al. (2015¹¹¹) presentaron un estudio del medio ambiente, la morfología, y las poblaciones estelares de galaxias LSB carentes de bulbo, en una muestra limitada por volumen entre $0.024 < z < 0.04$. En dicho artículo, se encuentra que las poblaciones estelares de las galaxias LSB en regiones de baja densidad son similares a las LSB que se encuentran en regiones de alta densidad, lo cual sugiere que el medio ambiente no es relevante en la evolución de las galaxias LSB. Además, las poblaciones estelares de galaxias LSB de diferentes morfologías son diferentes; en particular, las galaxias irregulares tienen en sus regiones centrales estrellas más jóvenes que las galaxias regulares, lo cual sugiere que la dinámica y los eventos de fusión juegan un papel más importante que el medio ambiente en la evolución de las galaxias LSB.

Relación Tully-Fisher y Contenido de Gas

Brent Tully & Richard Fisher (1977¹²³) encontraron que la velocidad máxima de rotación v_{\max} de las galaxias espirales está relacionada con su luminosidad, en lo que se conoce como la *Relación Tully-Fisher* (TF), del tal modo que

$$L \propto v_{\max}^{\alpha},$$

donde $\alpha \sim 4$. Debido a esta correlación, la luminosidad de una galaxia puede ser estimada a partir de su velocidad de rotación. Más aún, la determinación de v_{\max} es independiente de la distancia a la cual se encuentra la galaxia, por lo que la relación TF puede ser utilizada como una forma de determinar la distancia a una galaxia, sin necesidad de usar la ley de Hubble-Lemaître, $v = H_0 d$.

La existencia de la relación TF implica que una cantidad suficiente gas se ha convertido en estrellas, de manera que se produzca la suficiente cantidad de luz para una velocidad circular dada. Sin embargo, las galaxias LSB muestran una mayor dispersión alrededor de esta relación, en comparación con otras galaxias; una forma de explicar esta discrepancia consiste en postular la existencia de un ajuste entre el brillo superficial central y el cociente M/L , de tal manera que se preserve una relación T-F universal. O’Neil et al. (2000⁸⁵), presentan el análisis de una muestra de 43 galaxias LSB, que incluye galaxias con cocientes M_{HI}/L_B entre $0.1\text{--}50 M_{\odot}/L_{\odot}$. En este trabajo se descubrieron varias galaxias LSB con $M_{\text{HI}}/L_B > 9 M_{\odot}/L_{\odot}$, rojas y pequeñas. Suponiendo que la distribución de HI es similar a la distribución estelar en el óptico, tales galaxias se encuentran en un régimen donde no existen fuertes episodios de formación estelar. Este análisis muestra una correlación entre los residuos de la relación TF ϵ y la fracción de gas, cuya existencia se explica principalmente porque muchas de estas galaxias no se encuentran en el mismo estado evolutivo, en cuanto la conversión de gas a estrellas se refiere.

En el panel izquierdo de la Fig. 1.8, se muestra la relación TF en donde se grafica la magnitud absoluta M_B de las galaxias de la muestra de O’Neil et al. (2000)⁸⁵ como función de w_{50} , es decir, el ancho de la línea de HI medida al 50% de su altura, y que está relacionada con la velocidad de rotación (ver Cap. 2). En el panel de la derecha se observan los residuos de la relación TF como función de la fracción de gas; se observa una clara correlación entre ambas. De aquí se infiere que existe una gran reserva de gas no procesado, y por tanto, el potencial no corresponde a la luminosidad asociada con la velocidad circular dada. Esto no significa que no se satisfaga una relación TF, sino que la componente estelar no es la única que contribuye a la masa que produce el potencial gravitacional asociado a una velocidad circular dada.

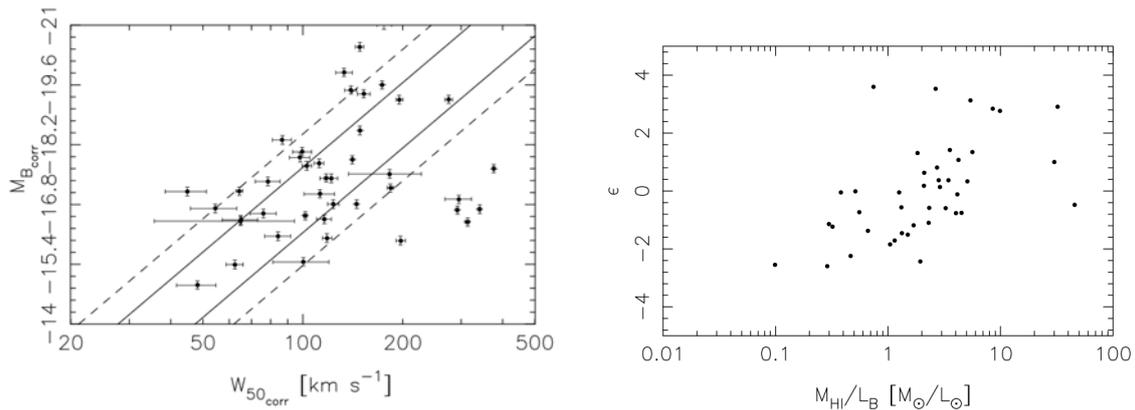


Figura 1.8: *Izquierda:* relación TF para los datos de la muestra obtenida por O’Neil et al. 2000. *Derecha:* correlación entre los residuos de la relación TF y la fracción de HI. [Crédito: O’Neil, K., et al., 2000, AJ, 119, 136.]

Dado que, a primera aproximación, la luminosidad es proporcional a la masa estelar, $L \propto M_*$, la relación TF implica una relación entre M_* y v_{\max} . Si a la componente estelar se agrega la masa de gas,

que puede ser obtenida a partir de la intensidad de la línea de 21cm, entonces la dispersión en la relación TF disminuye. Esto es lo que se conoce como una *relación Tully-Fisher bariónica* (e.g. Gurovich et al. 2004,³⁹ Lelli et al. 2016⁷⁰). Dado que existe una gran dispersión en la relación TF estelar de las galaxias LSB, es de esperar que gran parte de su masa bariónica aún se encuentre en forma de gas, por lo que estas galaxias no caen en el mismo lugar del plano luminosidad-velocidad circular que aquellas con un menor contenido de gas.

El contenido de gas molecular asociado a la formación estelar también ha sido objeto de estudio. Ya que estos procesos se llevan a cabo dentro de nubes moleculares, una baja tasa de formación estelar puede estar relacionado con la ausencia de gas molecular. Cao et al. (2017¹⁵) presentan una muestra de galaxias LSB de las cuales se obtienen espectros de CO(J=2-1), para determinar la masa total de hidrógeno molecular, H₂.

Para estimar la masa de H₂, se utiliza primero el ancho equivalente w_{50} de la línea de emisión de HI para obtener la fracción del flujo proveniente del CO, y a partir de él, estimar la masa de H₂ como función de su luminosidad (Solomon et al. 1997¹¹⁵), considerando el factor de conversión $M_{H_2} = \alpha_{CO} \times L_{CO}$, con $\alpha_{CO} = 4.6 M_{\odot}/K \text{ km s}^{-1}$. El resultado obtenido por Cao et al. (2017) permite establecer límites superiores a la masa de hidrógeno molecular, cuyo valor va de $1.2\text{-}82.4 \times 10^7 M_{\odot}$, el cual es en promedio menor que el valor típico de las galaxias con actividad de formación estelar. Las bajas metalicidades y las bajas densidades del medio interestelar (ISM) en las galaxias LSB dificultan la formación de gas molecular, o bien facilitan su disociación. La densidad de gas no ionizado está dominada por H₂, y la razón M_{H_2}/M_{HI} puede variar a medida que una galaxia evoluciona, conforme se llevan a cabo los procesos de formación estelar. Otros factores como la metalicidad pueden afectar también a este cociente, pues aún para una misma galaxia, la fracción de gas cambia de un estado evolutivo a otro. Se encuentra que la SFR, tiene un valor aproximado entre $0.056\text{-}0.83 M_{\odot}\text{yr}^{-1}$, que es en promedio menor que el valor que se encuentra en las galaxias con alta actividad de formación estelar.

1.3.2. Masa Estelar y Halos de Materia Oscura

Como se ha mencionado anteriormente, en general la dinámica de todas las galaxias está dominada por el halo de materia oscura. Sin embargo, al estudiar la curva de rotación, a diferencia de las galaxias HSB se observa que las LSB están dominadas por materia oscura a todo radio. Pickering et al. (1997⁹⁶), por ejemplo, presentan observaciones de HI hechas con el VLA de 4 galaxias LSB gigantes, con masas de HI relativamente altas, mostrando que la curva de rotación crece lentamente; y que el máximo de la velocidad es considerablemente elevado ($>200 \text{ km s}^{-1}$), lo cual se traduce en una alta masa dinámica.

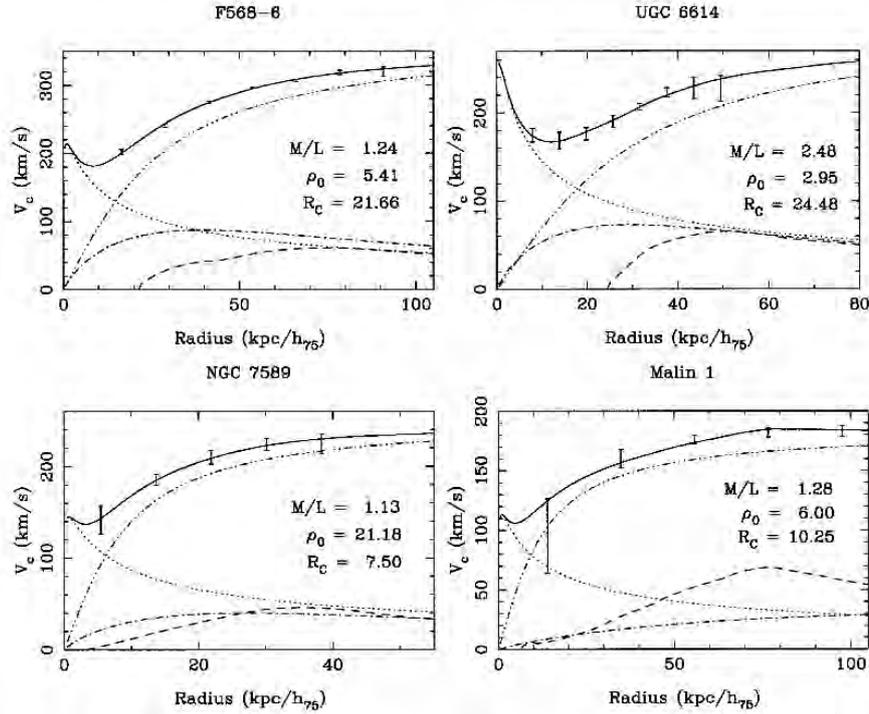


Figura 1.9: Curvas de rotación de las 4 galaxias gigantes LSB estudiadas por Pickering et al. 1997;⁹⁶ se observa la decomposición de la curva de rotación en bulbo (línea punteada), disco (punto y guión) y halo (triple punto y guión), así como la componente gaseosa (guiones). [Crédito: Pickering et al. 1997, AJ, 114, 1858].

En la Fig. 1.9 se muestran las curvas de rotación de las 4 galaxias LSB del trabajo de Pickering et al. (1997), en las cuales se despliega la contribución de cada una de las componentes de la galaxia: la línea en guiones corresponde a la componente de HI, la línea punteada, al bulbo; la línea de punto-guión, al disco y la línea de triple-punto-guión, al halo. La línea sólida corresponde a la suma de las componentes. Podemos observar que la componente de la curva de rotación asociada al halo siempre domina a las otras componentes, incluso en las regiones centrales. Estas galaxias son de especial interés porque constituyen los primeros ejemplos de galaxias que, además de ser masivas, están dominadas por materia oscura a todo radio; sus curvas de rotación proveen restricciones importantes a la estructura de los halos de materia oscura.

En años recientes (e.g. Kuzio de Naray & Spekkens 2011⁶⁵), las observaciones de galaxias LSB dominadas por materia oscura han dado indicio de que estas galaxias residen preferentemente en halos cuyo perfil de densidad $\rho(r)$ se aplana hacia el centro (*core-like halo*). Esto contradice los resultados obtenidos por medio de simulaciones cosmológicas en el contexto de Λ CDM, en las cuales el halo tiene un empinamiento pronunciado en el perfil (*cusp-like halo*). Este problema se conoce como *The Cusp-Core Problem* (Fig. 1.10). Como una posible solución, se ha propuesto que el alto contenido bariónico en etapas tempranas y el *feedback* proveniente de los procesos de formación estelar pueden modificar la forma de los halos (e.g. Governato et al. 2010,³⁸ Kazantzidis et al. 2010⁵⁹).

Es bien sabido que los bariones son capaces de transportar momento angular y redistribuir la materia oscura. Por ejemplo, en simulaciones de ensamblaje, las galaxias con discos masivos pueden modificar la forma del potencial producido por el halo de materia oscura (Kazantzidis et al. 2010). Este es un mecanismo para que los halos desarrollen un *core*, en lugar del *cusp* que tienen inicialmente. Sin embargo, los discos de las galaxias LSB observadas hoy en día no parecen lo suficientemente masivos como para alterar el perfil del halo. Es posible que estas galaxias hayan tenido un mayor contenido bariónico en

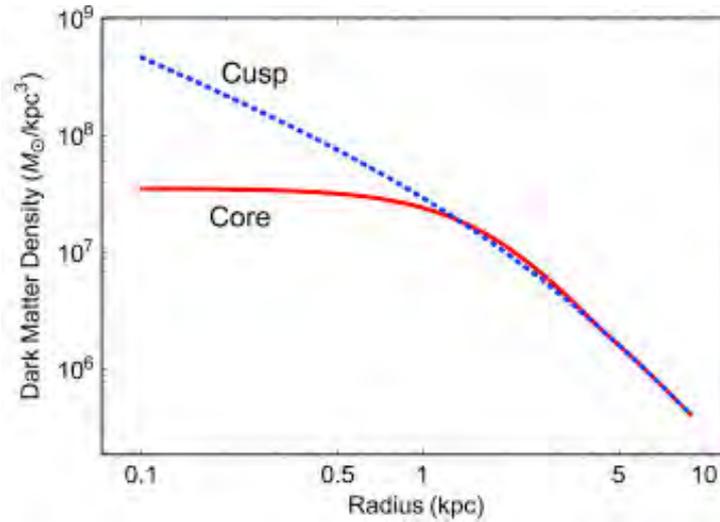


Figura 1.10: Diagrama de densidad de materia oscura como función del radio. La línea azul corresponde a un perfil *cusp* predicho por simulaciones cosmológicas en el contexto de Λ CDM; la línea roja representa un perfil *core*, observado típicamente en las galaxias LSB. [Crédito: Sean Tulin & Hai-Bo Yu. Imagen disponible en <https://www.sciencedirect.com/science/article/abs/pii/S0370157317304039>.]

etapas tempranas de su evolución, que después fue suprimido por acción del *feedback* proveniente de una alta eficiencia en la formación estelar (e.g. Pontzen & Governato 2012¹⁰⁰)

Algunas simulaciones (e.g. Governato et al. 2010³⁸) incluyen este *feedback* para suprimir el gas con bajo momento angular durante el proceso de formación de galaxias, evitando así la formación de bulbos y convirtiendo un halo inicialmente *cusp* en uno *core*. Como se mencionará en la sección 1.4, el alto momento angular suprime el colapso del disco, haciendo que este sea mucho más extendido, con menor brillo superficial y con menor densidad de gas que una galaxia de bajo momento angular con la misma masa (Dalcanton et al. 1997;²⁵ Boissier et al. 2003⁸). Adicionalmente, las galaxias LSB tendrán una mayor masa dinámica y sus curvas de rotación estarán dominadas por el halo de materia oscura a todo radio. Por lo tanto, la existencia de galaxias LSB dentro del contexto de Λ CDM, es posible gracias al fuerte impacto de la componente bariónica y el *feedback* durante las etapas de su formación.

1.3.3. Medio Ambiente

Dado que las diferentes estructuras a gran escala influyen en las propiedades de las galaxias alojadas en los halos de materia oscura, es importante entender las propiedades de los mismos asociadas con la morfología de la red cósmica. Se ha inferido (e.g., Rosenbaum et al. 2009¹⁰⁷) que las galaxias LSB se forman originalmente en estructuras de baja densidad, y en etapas posteriores son desplazadas hasta las partes más externas de los filamentos y *sheets* de la estructura a gran escala. En la Fig. 1.12 se muestra un corte de un mapa 3D de los objetos del SDSS DR4, donde se puede apreciar la estructura a gran escala del universo. Los puntos verdes corresponden a galaxias HSB, mientras que los puntos negros, a galaxias LSB. En este diagrama se puede observar que estas últimas parecen hallarse preferentemente a lo largo de estructuras filamentosarias.

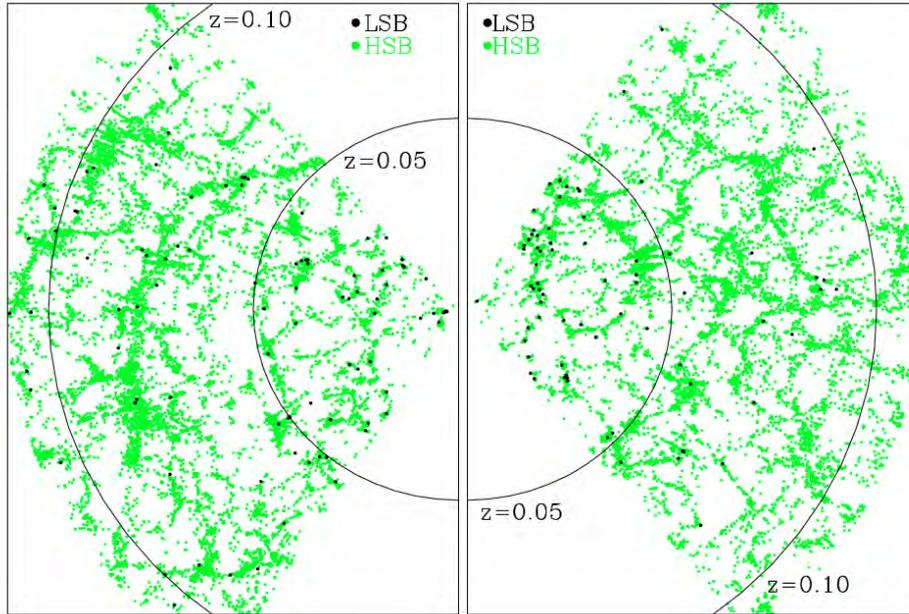


Figura 1.11: Mapa de los objetos del SDSS DR4. Los puntos de color negro corresponden a galaxias LSB. Notar que las LSB se encuentran localizadas en las partes externas de filamentos. [Crédito: Rosenbaum et al. 2009, A&A, 504, 807]

Por otro lado, Hahn et al. (2007a⁴⁰) muestran con una serie de simulaciones de N-cuerpos la forma en que se alinean los halos con la estructura a gran escala, que incluye *voids*, *sheets*, *filaments* y *clusters*. En estas simulaciones se encuentra que el medio ambiente influye en la forma del halo y su tiempo de formación, y que además existe una alineación entre el eje mayor del halo y su espín (ver Sec.1.4), con la estructura filamentaria. De manera similar, Zhang et al. (2009¹³⁶) presentan un estudio con dos algoritmos diferentes para identificar *filaments* y *sheets*, uno partiendo del campo de densidad de materia oscura y otro directamente a partir de la distribución de halos. Aplicando estas técnicas a una simulación de N-cuerpos y reconstruyendo la red cósmica, encuentran que el espín y el eje mayor de los halos masivos ($M \lesssim 10^{13} h^{-1} M_{\odot}$) están preferentemente alineados con la dirección de los filamentos.

En escalas más pequeñas, se ha encontrado que las galaxias LSB residen en medios ambientes de baja densidad. Por ejemplo, utilizando una muestra de objetos del SDSS DR4, Rosenbaum et al. (2009¹⁰⁷) presentan cómo se compara la densidad numérica de galaxias vecinas de las LSB, con la densidad de galaxias vecinas de las HSB, para una muestra limitada a $z \leq 0.1$. Se encontró que las galaxias LSB se encuentran en ambientes más aislados que las HSB dentro de escalas de 2-5 Mpc, equivalente al tamaño característico de un grupo. En la Fig.1.12 se grafica el número promedio de galaxias vecinas dentro de una esfera de radio r como función de r , en el lado izquierdo para galaxias con $0.01 \leq z \leq 0.055$ y en el lado derecho para galaxias con $0.055 \leq z \leq 0.1$. Como puede verse, el número de galaxias vecinas es sistemáticamente menor para las LSB que para las HSB.

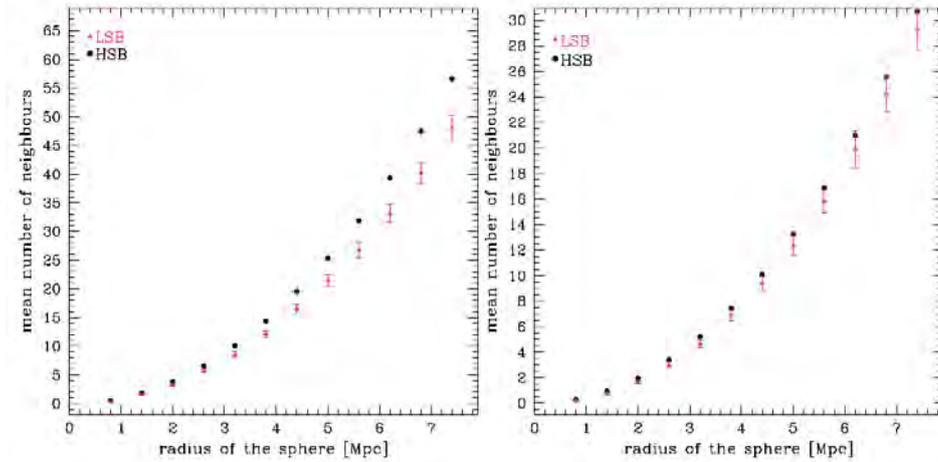


Figura 1.12: *Izquierda:* Promedio de galaxias vecinas para LSB (rojo) y HSB (negro), como función de la distancia, para objetos con $0.01 \leq z \leq 0.055$. *Derecha:* Misma gráfica, pero para objetos con $0.055 \leq z \leq 0.1$. En ambos casos se observa que las galaxias LSB tienden a encontrarse en ambientes más aislados que las galaxias HSB. [Crédito: Rosenbaum, S.D., et al. 2009, A&A, 504, 807.]

De manera similar, Galaz et al. (2011³²) encuentran que las galaxias LSB tienden a carecer de galaxias compañeras, en comparación con las HSB, y que además, la fracción de galaxias LSB con fuerte formación estelar aumenta cuando la distancia r_p entre pares de galaxias es menor que $\sim 4r_{90}$, donde r_{90} se define como el radio que contiene el 90% de la luz emitida de alguno de los elementos del par, por lo que el aislamiento de las LSB está fuertemente relacionado con su evolución.

Se ha encontrado también que el medio ambiente influye considerablemente en las propiedades del halo de materia oscura. Por ejemplo, Wang et al. (2011¹²⁶), utilizando siete simulaciones de alta resolución de N-cuerpos, estudian cómo algunas de las propiedades de los halos, particularmente el tiempo de ensamblaje (ver Cap. 2), le forma, el espín y la subestructura, se correlacionan con el medio ambiente a gran escala en el que dichos halos residen. Si t_1 denota la magnitud de la fuerza de marea a lo largo de la dirección \mathbf{t}_1 , definida como la dirección en la cual el campo de marea tiene un valor mayor, se espera que esta cantidad se relacione con el campo de densidad y/o la morfología de la estructura a gran escala. Por lo tanto, cualquier dependencia con t_1 está ligada también a la densidad y a la morfología a gran escala.

De este modo, a una masa fija, se encuentra que todas las propiedades del halo dependen significativamente del medio ambiente, en especial del campo de marea t_1 . Por ejemplo, en la parte superior de la Fig. 1.13 se muestra el tiempo de ensamblaje, definido como el valor del corrimiento al rojo z_f en el cual el halo de materia oscura ensambla la mitad de su masa final (ver cap. 3), como función de t_1 . Se puede observar que z_f incrementa con t_1 , principalmente para los halos menos masivos, y se mantiene constante para los halos masivos. De este modo, se puede inferir que la dependencia de z_f con t_1 podría deberse a la correlación entre z_f y las características del medio ambiente antes mencionadas.

Adicionalmente, en estas simulaciones también se encuentra una fuerte correlación entre el espín del halo λ , el cual es una cantidad adimensional que permite medir el grado de soporte rotacional (ver Sec. 5.5), y el medio ambiente. Como se discutirá más adelante, dicha correlación es de esperarse dado que el momento angular del halo es generado por el campo de fuerzas de marea (ver Sec.1.4). Por tanto, los halos tienden a rotar más rápido en un campo más fuerte. En la parte inferior de la Fig. 1.13, panel izquierdo, se muestra que λ aumenta cuando el campo de marea t_1 es más intenso. Así mismo, del lado derecho se observa que λ también aumenta con la sobredensidad local $\delta = (\rho - \bar{\rho})/\bar{\rho}$; un ambiente más denso implica una interacción gravitacional más intensa, que a su vez se refleja en el momento angular y la rotación del halo.

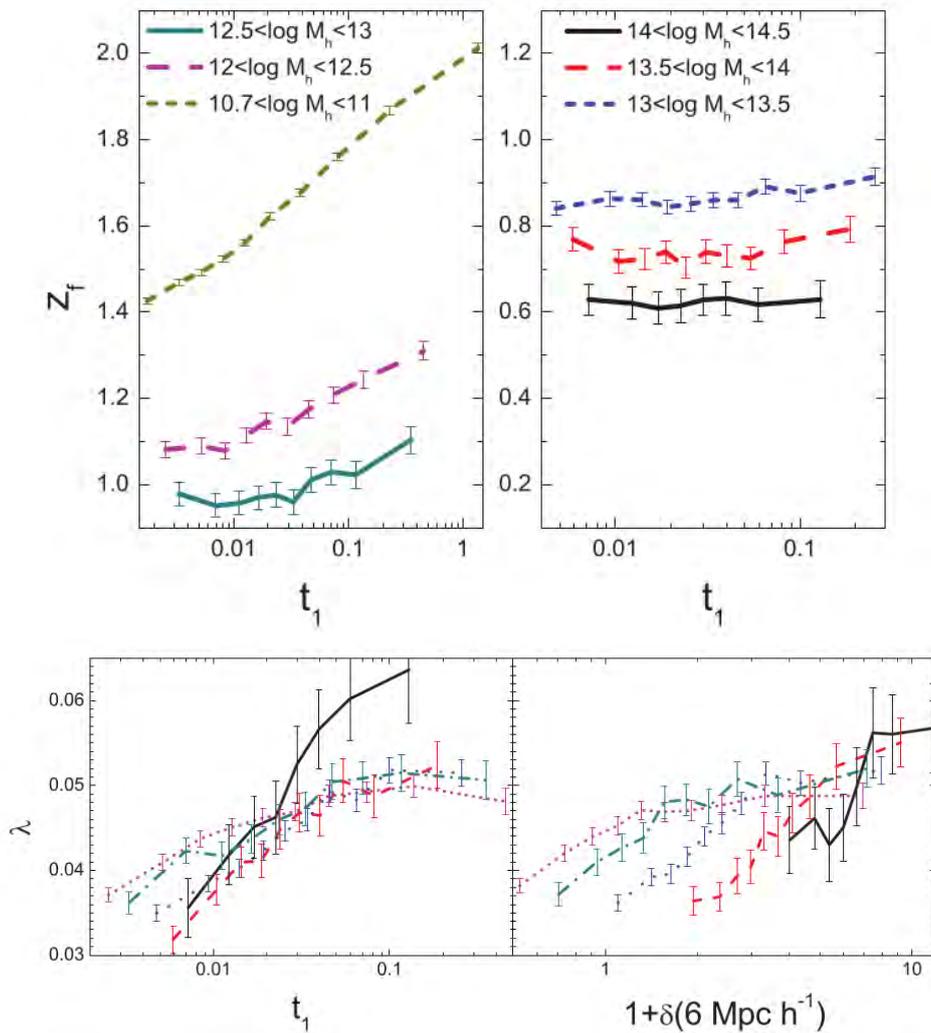


Figura 1.13: *Páneles superiores:* tiempo de ensamblaje del halo como función del campo de marea para diferentes rangos de masas. *Páneles inferiores:* valor del parámetro de espín λ como función de la fuerza de marea t_1 y de la sobredensidad local δ . En ambos casos el código de colores para las líneas punteadas corresponde a diferentes intervalos para la masa del halo. [Crédito: Wang et al. 2011, MNRAS, 413, 1973]

1.4. Momento Angular y Espín

1.4.1. Origen del Momento Angular de Galaxias

Desde la década de los años 50 del siglo pasado, es bien conocido que la rotación de las galaxias es importante dentro de la cosmología (Wiezsäcker 1951;¹²⁹ Gämow 1952³³), pues puede ser una pieza clave hacia el entendimiento de las condiciones bajo las cuales se forman estos sistemas. Dentro del marco de un modelo de inestabilidad gravitacional, las pequeñas fluctuaciones de densidad se amplifican gracias a la influencia gravitacional, y debe descartarse la idea de que el momento angular de una galaxia sea una condición inicial, pues de ser así, éstas se formarían muy pronto (Peebles 1967⁹²). Como alternativa, se sugiere que el momento angular pudo haber sido transferido hacia la proto-galaxia a través de la interacción entre el cuadrupolo del sistema y las mareas gravitacionales, provenientes de algún otro sistema cercano, de acuerdo con la *Teoría de adquisición* propuesta por F. Hoyle en 1949.⁴⁸ De este modo, la transferencia de momento angular entre el halo y el disco es una consecuencia del modelo de inestabilidad (Peebles 1969⁹³).

Supóngase un universo temprano en donde las protogalaxias se forman en un medio en donde las fluctuaciones de densidad se desacoplan de la expansión del universo y colapsan. Estas protogalaxias adquieren momento angular por medio de tirones ejercidos por otras protogalaxias, produciendo una torca que imprime un momento angular neto. Sea M_0 la masa de una de estas protogalaxias con un radio promedio R_0 . Haciendo un desarrollo multipolar de una distribución de masa, por ejemplo, un elipsoide de revolución, el cuadrupolo está dado por

$$Q = \int \rho(3z^2 - x^2)dV = \frac{2}{5}M(a^2 - b^2), \quad (1.6)$$

donde z se mide a lo largo de la dirección del el semi-eje mayor a de la distribución y $b \ll a$ es el semi-eje menor. Si otra protogalaxia de masa M se encuentra a una distancia r en la dirección θ respecto al eje z , la magnitud de la torca ejercida está dada por

$$\tau = \frac{3}{4} \frac{GMQ}{r^3} \sin 2\theta = \frac{dL}{dt}. \quad (1.7)$$

Nótese que, como todos los términos en la ec. 1.7 son constantes, τ también lo es, por lo que el momento angular es

$$L(t) = \tau t \quad (1.8)$$

Si $G = 4.03 \times 10^{-6} \text{kpc M}_\odot \text{ km}^2 \text{ s}^{-2}$, tomando los valores típicos de nuestra galaxia $a \sim 15 \text{ kpc}$ y $M \sim 10^{10} \text{ M}_\odot$, se encuentra un valor promedio de $L \sim 2.4 \times 10^{73} \text{ g cm}^2 \text{ s}^{-1}$, que corresponde al área bajo la curva que resulta para una interpolación de los valores de τ , considerando tanto un modelo de perturbaciones como el de la interacción del momento del cuadrupolo (Peebles 1969⁹³). El valor encontrado para L es importante porque corresponde a la cantidad de momento angular impartida a la galaxia en este modelo de adquisición. De este modo, se concluye que este mecanismo de transferencia juega un papel importante para determinar tanto la estructura de las galaxias como sus propiedades.

1.4.2. El Parámetro de Espín

Una cantidad auxiliar que permite cuantificar el momento angular de una galaxia es el *Parámetro de Espín*, el cual permite medir el grado de soporte rotacional de un sistema, es decir, la razón entre la aceleración centrífuga y la aceleración gravitacional. Sea

$$\lambda^2 \sim \frac{\text{aceleración centrípeta}}{\text{aceleración gravitacional}} = \frac{v^2}{r} \frac{r^2}{GM}. \quad (1.9)$$

Multiplicando y dividiendo esta expresión por M^4G tenemos que

$$\lambda^2 = M^2 r^2 v^2 \frac{GM^2}{r} \frac{1}{G^2 M^5}. \quad (1.10)$$

Y como $L = Mrv$ y $E = \frac{GM^2}{r}$, finalmente definimos al espín como

$$\lambda = \frac{L|E|^{1/2}}{GM^{5/2}}, \quad (1.11)$$

donde L es el momento angular, E la energía potencial gravitacional y M la masa dinámica del sistema. Esta definición fue propuesta inicialmente por J.E. Peebles (1971⁹⁴) a través de diferentes modelos numéricos en los cuales, al incrementar el radio de corte, es decir, la distancia hasta la cual las partículas (estrellas) son consideradas como parte de un mismo sistema, el valor de λ crece. A raíz de esto, se concluye que una fracción importante del momento angular es transferida hacia el disco. Sin embargo, el número limitado de puntos en dichos modelos (debido a la capacidad de cómputo disponible en aquella época) no permitía, en ese entonces, obtener una conclusión suficientemente sólida sobre la influencia de λ .

En los modelos de formación jerárquica, la materia oscura es responsable de amplificar las perturbaciones de densidad producidas en épocas tempranas. El crecimiento del halo no se ve afectado por las componentes bariónicas, pero sí determina cómo este se ensambla, de manera que el gas se enfría y se acumula en el centro de cada halo hasta producir un sistema independiente y autogravitante, capaz de producir estrellas. Particularmente, la formación de galaxias de disco en este esquema fue estudiada por Fall & Efsathiou (1980²⁹); ellos mostraron que, si el espín es producido por fuerzas de marea, entonces es necesario que existan halos masivos y extensos para formar discos tan grandes como los que se observan hoy en día. Además, encontraron que la distribución de momento angular inicial del gas puede derivar en perfiles de densidad casi-exponenciales para un disco.

Algunos autores, como Mo, Mao & White (1998⁸²), presentan un estudio sobre la formación de galaxias espirales, suponiendo un modelo de un disco cuya masa y momento angular son una fracción constante de la masa del halo. El disco es delgado, soportado por rotación y con un perfil de densidad superficial exponencial, y en el modelo solo los sistemas estables corresponden a galaxias estables. En este caso, el halo es modelado como una esfera isotérmica. Bajo estas condiciones se encuentra que las propiedades como la masa del disco M_d , la densidad superficial central Σ_0 y el radio de escala R_d dependen de la velocidad circular, los cocientes de masa y momento angular, el espín λ y la función de Hubble $H(z)$ (ver Apéndice A).

Dado que $H(z)$ crece con z , para valores altos del corrimiento al rojo los discos con una velocidad circular dada son menos masivos, pequeños, y con densidad superficial mayor. Particularmente, como

$$R_d = \frac{\lambda GM^{3/2}}{2v_{rot}|E|^{1/2}} \left(\frac{j_d}{m_d} \right), \quad (1.12)$$

se observa que, a una z fija los discos son ~ 2 veces más grandes y con una densidad central 25% menor en halos con valores grandes de $\lambda \gtrsim 0.05$, pues se contraen menos antes de llegar al equilibrio centrífugo. Los valores altos de λ están entonces asociados solo con una pequeña fracción de halos, por lo que se requieren halos con formación tardía para producir la mayor parte de la población de estos discos. Particularmente, los resultados de esos modelos indican que las galaxias LSB son de formación tardía.

Se ha investigado también la hipótesis de que las galaxias LSB difieren de las galaxias HSB debido a que se forman en halos con alto valor del espín, mas aún, se espera que el bajo brillo superficial sea una consecuencia de la baja densidad del disco, la cual se debe al alto valor del espín del halo de materia oscura. Jimenez et al. (1998⁵⁶), mediante estudios semi-analíticos de formación de galaxias, encuentran que las propiedades de las galaxias LSB tales como perfil de color, abundancia química y perfil de brillo superficial se ajustan bien a los modelos en los cuales el espín es mayor que el de las galaxias HSB. En la Fig. 1.14 se observan los resultados obtenidos por Jimenez et al. (1998); en ella se grafica la densidad superficial Σ de un disco con z fija a 0.7 para dos halos de diferente masa. Las líneas sólidas corresponden a la relación Σ vs r para diferentes valores del espín, que van desde $0.01 \leq \lambda \leq 0.1$; la pendiente disminuye al aumentar λ . Claramente se observa que los halos con alto espín tienen una menor densidad superficial y una mayor extensión.

En el caso particular de las galaxias LSB, se ha demostrado que éstas están caracterizadas por tener altos valores de λ . Jimenez et al. (1998⁵⁶) sugieren que $\lambda > 0.06$ para galaxias LSB, pues como puede verse en la ec. A.13, $\Sigma_0 \propto \lambda^{-2}$, por lo que una variación en λ entre 0.04 y 0.1 corresponde a un cambio en Σ_0 en un factor de 6.25, equivalente a 2 mag en el brillo superficial por encima del valor estándar de Freeman (1970³¹), es decir, $\mu_B \sim 23.6$ mag arcsec⁻². Dalcanton et al. (1997²⁵) presentan un escenario para la formación de discos que explica no sólo las propiedades de las galaxias normales, sino también las propiedades de las galaxias LSB, utilizando un modelo gravitacional auto-consistente para el colapso de discos que permite calcular las propiedades observables de los mismos como función de la masa y el momento angular de una protogalaxia. Estos modelos predicen tanto curvas de rotación asintóticamente planas como perfiles de brillo superficial exponenciales, sobre diferentes tamaños del disco.

Las soluciones numéricas a estos modelos sugieren que los halos de las galaxias deben formarse en un amplio rango de masas y de momento angular, por lo que los discos que se forman dentro de estos halos

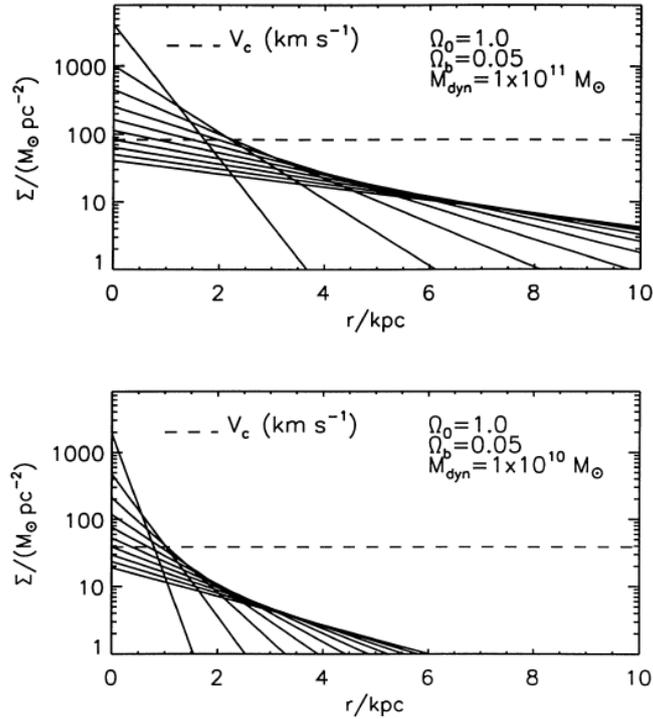


Figura 1.14: Densidad superficial como función de la distancia r al centro, para dos discos inmersos en halos de materia oscura de diferentes masas. Las líneas sólidas corresponden a diferentes valores de λ ; se observa que la pendiente disminuye al aumentar λ . [Crédito:Jimenez, R., et al. 1998, MNRAS, 299, 123].

deben tener también un amplio rango de valores del brillo superficial. Utilizando predicciones teóricas para las distribuciones de masa y momento angular de los halos como base para calcular el número de discos como función de su brillo superficial y su radio de escala, se obtiene que las protogalaxias menos masivas y/o con alto momento angular forman discos de baja densidad, que tienden a ser LSB debido a que dispersan sus estrellas sobre áreas más extendidas.

Este resultado es corroborado por Kim & Lee (2013⁶²), quienes realizan simulaciones hidrodinámicas de un halo de $2.3 \times 10^{11} M_{\odot}$, para investigar las correlaciones entre la densidad superficial del gas/estrellas en el disco y el espín del halo. La Fig. 1.15 muestra los resultados de las simulaciones de Kim & Lee (2013) para un tiempo de evolución de 1.49 Gyrs, donde la escala de colores corresponde a la densidad superficial de una galaxia, para cuatro diferentes valores del espín. En esta figura se aprecia claramente que el tamaño del disco es mayor cuando λ aumenta, lo cual indica que un disco inmerso en un halo con alto momento angular dispersa las estrellas en un área mayor. Estas simulaciones fueron hechas con dos diferentes fracciones de bariones iniciales $f_b = (M_* + M_{\text{gas}})/M_{\text{Tot}}$ iguales a 0.05 y 0.1, para un tiempo de evolución de ~ 3 Gyrs. Por tanto, para una cantidad fija de masa bariónica, las galaxias con mayor valor del espín redistribuyen esta materia hasta radios mayores y, por lo tanto, el brillo superficial es menor.

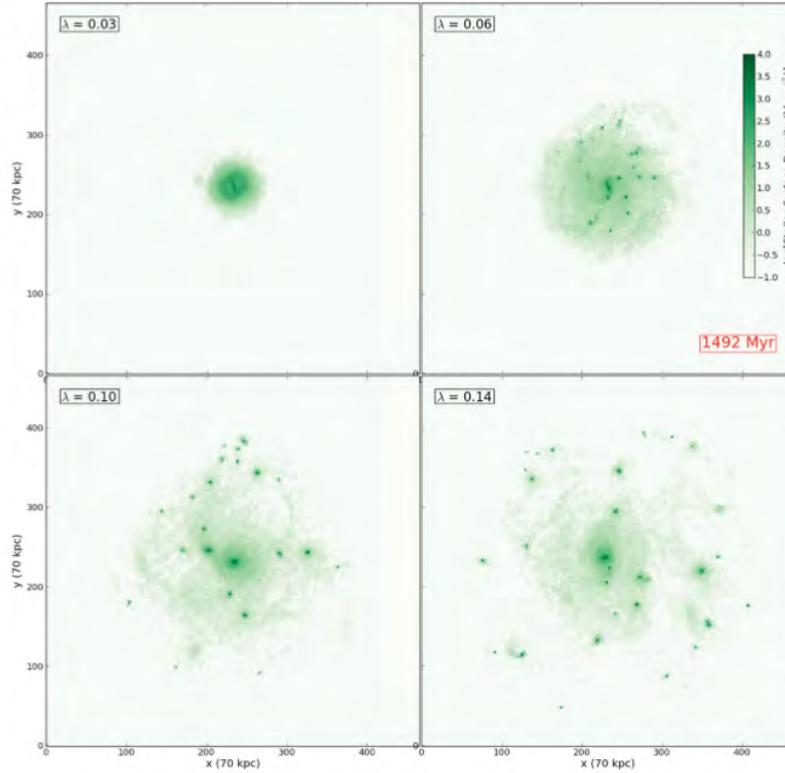


Figura 1.15: Simulaciones que muestran el mapa de densidad superficial para 4 galaxias con diferentes valores del espín ($\lambda = 0.03, .06, 0.1$ y 0.14). Se observa que para una fracción de masa bariónica fija, a mayor valor de λ las galaxias dispersan sus estrellas en un área mayor. [Crédito: Kim, J. & Lee, J., 2013, MNRAS, 432, 1701]

Adicionalmente, Kim & Lee encuentran cuatro correlaciones que son de gran interés, y que se muestran en la Fig. 1.16. En el panel superior izquierdo se grafica la densidad superficial promedio Σ_* como función del radio de corte R_c , definido como la distancia donde la densidad estelar cae por debajo de $0.1 M_\odot \text{pc}^{-2}$, para diferentes valores de λ . En el panel superior derecho se muestra una gráfica similar, pero para la densidad superficial de la componente gaseosa Σ_{gas} . En ambos casos puede verse que tanto el tamaño del disco estelar como el del disco gaseoso crecen al incrementar el valor de λ .

Esta tendencia se observa con mayor claridad en el panel inferior izquierdo de la Fig. 1.16, donde se muestra la correlación del espín con el radio de corte R_c en color rojo, y la densidad superficial Σ_* en color azul. Los distintos tipos de línea indican las diferentes fracciones de bariones f_b . De nuevo, se observa que el radio de corte crece mientras que la densidad superficial cae al incrementar el valor del espín, lo cual es consistente con las propiedades que caracterizan a las galaxias LSB en cuanto a la extensión de sus discos y la distribución de sus estrellas. Finalmente, en el panel inferior derecho se observa que el radio de escala R_d del disco también crece al incrementar el valor de λ ; los dos tipos de líneas representan dos modelos: un disco no auto-gravitante en un halo isotérmico y un disco auto-gravitante en un halo NFW.

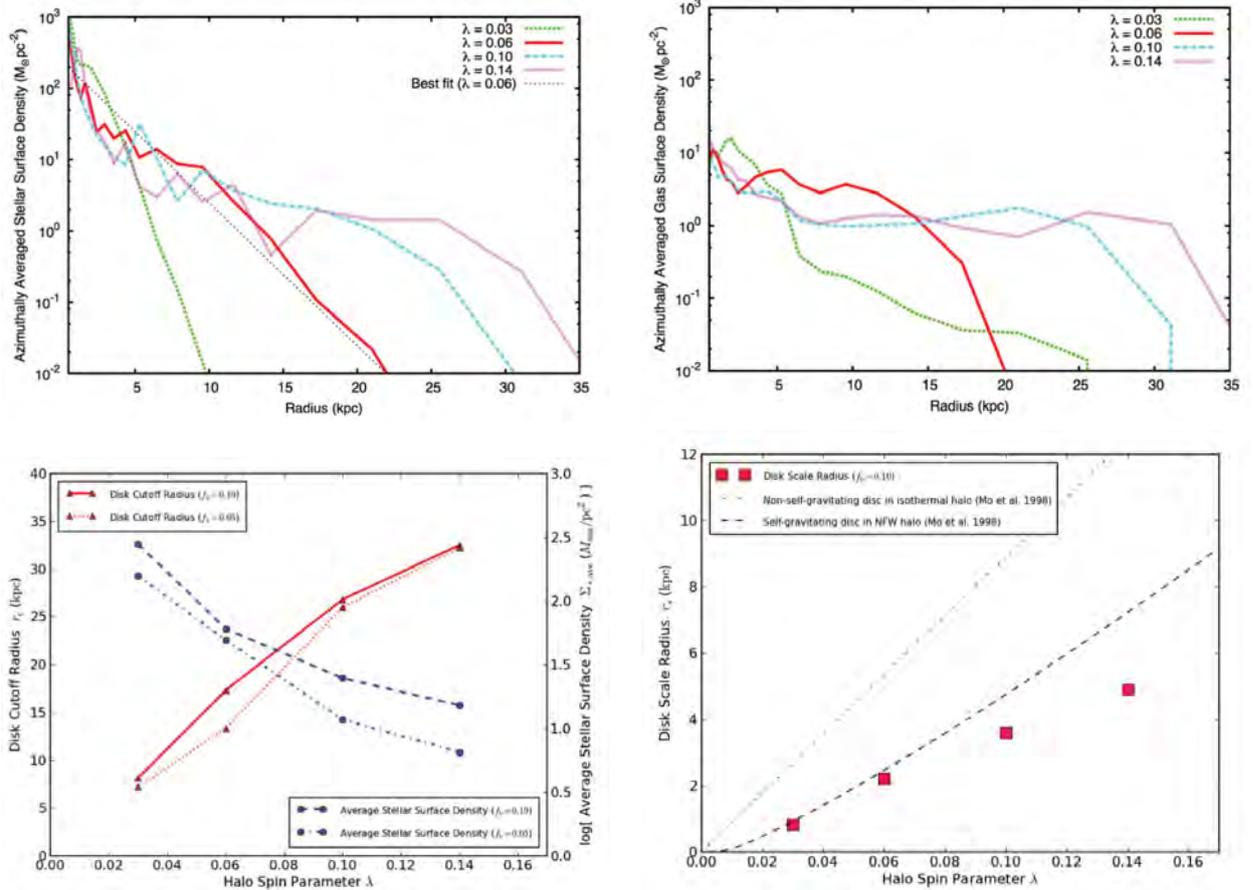


Figura 1.16: *Panel superior izquierdo:* Densidad superficial promedio estelar para diferentes valores de λ . Se observa que, a mayor espín, la densidad estelar cae por debajo de un valor crítico a radios mayores. *Panel superior derecho:* Igual que el anterior, pero ahora para la componente gaseosa. *Panel inferior izquierdo:* Correlaciones con λ , para diferentes fracciones de masa bariónica. Líneas rojas: del radio de corte definido por Kim & Lee (2013); líneas azules: de la densidad superficial estelar promedio. De nuevo, se observa que, a mayor espín, el radio de corte crece mientras que la densidad superficial de estrellas disminuye. *Panel inferior derecho:* correlación entre λ y el radio de escala del disco. El comportamiento es similar al del radio de corte para diferentes valores de λ . [Crédito: Kim, J. & Lee, J., 2013, MNRAS, 432, 1701]

Por otro lado, Huang et al. (2012⁴⁹), haciendo el uso de las mediciones de HI del catálogo ALFALFA $\alpha.40$ (Haynes et al. 2011⁴²), combinadas con información fotométrica del SDSS y del *Galaxy Evolution Explorer* (GALEX) para una muestra de galaxias con alto contenido de gas, encuentran una transición en las propiedades de formación estelar para galaxias con $M_* < 10^{9.5} M_\odot$. Así, al aumentar la masa, la pendiente en la secuencia de formación estelar cambia, la dispersión en la tasa de formación estelar específica aumenta, y la eficiencia de la formación estelar crece con la masa. También se encuentra que para valores de $M_* \lesssim 10^{10.5} M_\odot$, dada una masa estelar, las galaxias con mayor fracción de gas residen preferencialmente en halos de materia oscura con altos valores de espín.

La Fig. 1.17 muestra un mapeo de la fracción de gas, f_{HI} , como función de la masa estelar M_* ; la escala de colores corresponde al valor promedio del espín en cada *bin* de la gráfica. El valor de λ calculado por Huang et al. (2012) se obtiene a partir del modelo presentado por Hernández & Cervantes-Sodi (2006), en el cual se considera una relación TF bariónica para calcular la velocidad de rotación del disco (ver Cap. 3). En esta figura, se puede apreciar una correlación entre el contenido de gas y el valor de λ , de

manera que, para un valor fijo de M_* , el valor de λ crece con f_{HI} , lo cual se puede interpretar como una evidencia de que las galaxias con un mayor contenido de gas residen preferentemente en halos con alto valor del espín.

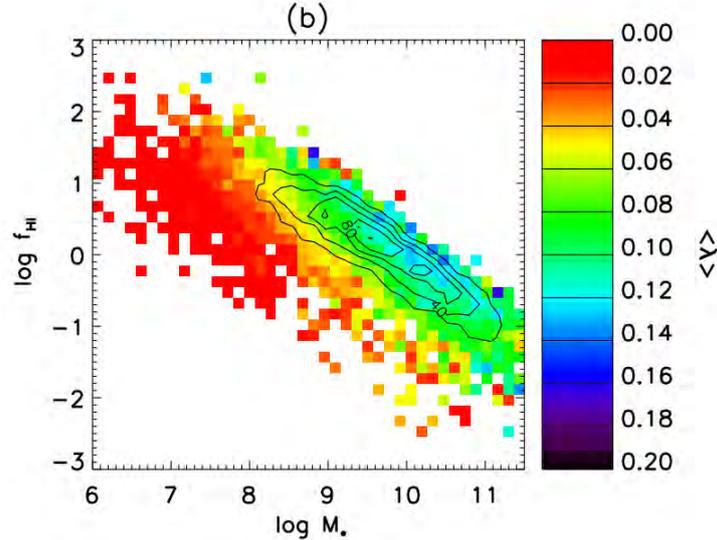


Figura 1.17: Mapa M_{HI}/M_* versus masa estelar. El mapa de colores representa el valor promedio de λ en cada sección de la malla. Por debajo de $M_* \sim 10^{10.5} M_\odot$, el valor del espín aumenta con la fracción de gas para una masa estelar dada. [Crédito: Huang et al. 2012, ApJ, 756, 113]

Finalmente, Leisman et al. (2017⁶⁹) presentan una muestra de 115 galaxias LSB obtenidas de ALFALFA, muy extendidas, ricas en gas y con propiedades, tales como la magnitud absoluta en el óptico, brillo superficial y tamaño similares a las de un conjunto de galaxias *ultra difusas* (UDG's). Las galaxias LSB se encuentran relativamente aisladas, y contienen reservas importantes de HI; pese a tener una tasa de formación estelar entre $0.01-0.1 M_\odot \text{ yr}^{-1}$, la eficiencia de las galaxias LSB es menor. Además, la estimación del parámetro de espín sugiere que estos objetos deben existir dentro de halos con alto valor de λ y que, por lo tanto, el alto momento angular pudiera ser responsable de su naturaleza.

A partir de estos resultados, se puede concluir entonces que las propiedades de galaxias LSB como sus discos menos concentrados, pueden ser reproducidas suponiendo que estas se forman y evolucionan como galaxias normales con un espín relativamente alto. Por lo tanto, las galaxias LSB y HSB, se encuentran inmersas en halos de materia oscura que difieren considerablemente en el valor de su espín, y posteriormente su evolución se da por vías separadas.

Capítulo 2

Descripción de la Muestra

En este trabajo, se hace uso de varios catálogos públicos para separar las galaxias en LSB y HSB, para dar diferentes estimados de su momento angular específico, y caracterizar su medio ambiente a diferentes escalas. A continuación se hace una descripción de cada uno de estos catálogos.

2.1. Sloan Digital Sky Survey (SDSS)

El SDSS es uno de los proyectos astronómicos más ambiciosos; ha logrado recabar la mayor cantidad de información fotométrica y espectroscópica del universo y está conformado por una gran cantidad de bases de datos que incluyen, en su segunda etapa, información tanto de fuentes galácticas ($\sim 240,000$ estrellas) como extragalácticas ($\sim 930,000$ galaxias y $\sim 120,000$ cuasares). En el catálogo de galaxias, se pueden encontrar imágenes de multibanda en el espectro visible. El SDSS utiliza un telescopio de 2.5m situado en el observatorio *Apache Point* en Nuevo México, EEUU, equipado con dos instrumentos espectroscópicos y una cámara de 120 megapíxeles capaz de observar hasta 1.5 grados cuadrados del cielo al mismo tiempo. Estas imágenes fueron tomadas utilizando un sistema fotométrico de cinco filtros (u, g, r, i, z), cuya longitud de onda promedio corresponde a 3551, 4686, 6165, 7481 y 8931Å respectivamente (Fig. 2.2).

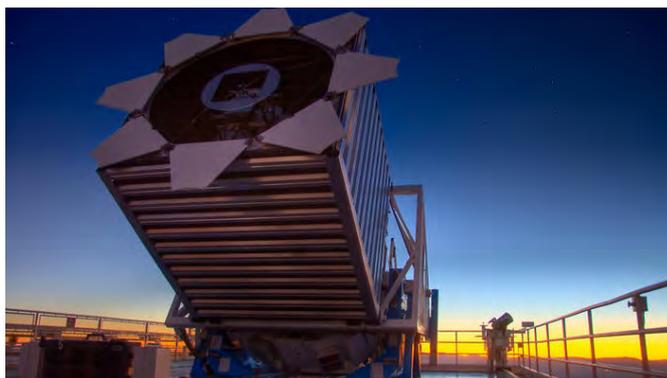


Figura 2.1: Telescopio del SDSS ubicado en el observatorio *Apache Point*, en Nuevo México [Crédito: fotografía de David Kirkby. Fuente: <https://www.sbs.com.au/topics/science/space/article/2016/10/17/strange-signals-234-stars-could-be-et-or-human-error>]

En los años 2000-2008, las fases I y II obtuvieron imágenes multicolor del cielo profundo, que cubren más de 7,500 grados cuadrados de la muestra final. La séptima emisión de datos (*Data Release 7*, DR7) fue liberada al público en el 2008 (Abazajian et al. 2009¹), y se encuentra disponible en <http://classic.sdss.org/dr7/access/index.html>. Así mismo, dentro de la fase II se encuentra una

extensión de las observaciones de objetos dentro de la Vía Láctea para investigar más a fondo su estructura: el *Sloan Extension for Galactic Understanding and Exploration* (SEGUE), que contiene espectros de $\sim 240,000$ estrellas a partir de las cuales se puede determinar su edad y composición, y el *Sloan Supernova Survey*, que construye un mapa de supernovas tipo Ia y otros objetos variables que permiten determinar la distancia a objetos lejanos.

Por otra parte, la fase III del SDSS (2008-2014) consta de cuatro catálogos independientes: El *APO Galactic Evolution Experiment* (APOGEE, Ahn et al. 2014²), que incluye espectroscopía infrarroja para observar las regiones centrales de la galaxia oscurecidas por polvo; el *Baryon Oscillation Spectroscopic Survey* (BOSS, Ahn et al. 2012³), destinado a medir el ritmo de expansión del universo a partir de la distribución espacial de galaxias luminosas rojas y cuásares; el *Multi-object APO Radial Velocity Exoplanet Large-area Survey* (MARVELS), que mide las velocidades radiales de $\sim 11,000$ estrellas con el objetivo de detectar exoplanetas gaseosos gigantes, y la fase 2 de SEGUE. Actualmente se desarrolla la fase IV del SDSS, que consiste en la extensión de APOGEE y BOSS, así como el *Mapping Nearby Galaxies at APO* (MaNGA, Bundy et al. 2015¹⁴), que explora de forma detallada la estructura interna de $\sim 10,000$ galaxias cercanas con espectroscopía de campo integral.

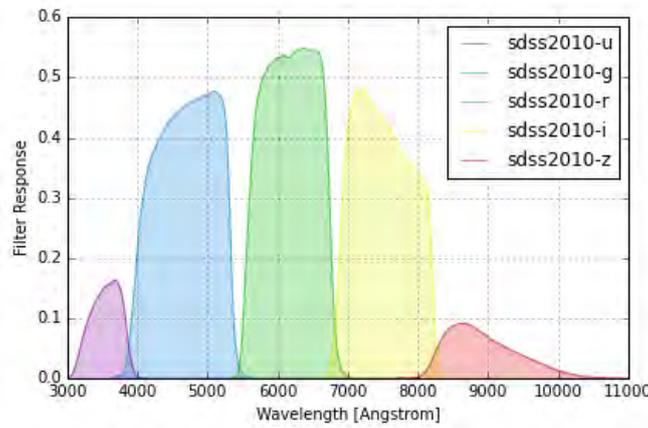


Figura 2.2: Funciones de respuesta fotométrica de los filtros del SDSS. [Fuente: <https://speclite.readthedocs.io/en/latest/filters.html>]

2.1.1. Datos ópticos derivados del SDSS

En este trabajo, se construye una muestra de galaxias utilizando el Korea Institute for Advanced Study Value-Added Catalog (KIAS VAC, Choi et al. 2010¹⁶) como el catálogo base. El KIAS VAC es un catálogo construido como un suplemento del New York University Value-Added Galaxy Catalog (NYU VAGC, Blanton et al. 2005⁷), que consiste en una muestra de $\sim 580,000$ galaxias ubicadas entre $0.001 < z < 0.5$ y con magnitud Petrosian $10 < r_p \leq 17.6$, extraída del SDSS DR7. El KIAS VAC provee información sobre el tipo morfológico de las galaxias, así como otros parámetros como los gradientes de color $\Delta(g-i)$, índice de concentración c y color $(u-r)$. El tipo morfológico de las galaxias en el catálogo de KIAS VAC se obtiene a través del método desarrollado por Park & Choi (2005⁹¹), quienes encuentran que el espacio $(u-r)$ vs $\Delta(g-i)$ puede ser utilizado para clasificar a las galaxias como objetos tempranos (galaxias elípticas o lenticulares) o tardíos (galaxias espirales o irregulares).

Del catálogo KIAS VAC, se obtiene información fotométrica, particularmente la magnitud corregida por extinción correspondiente a un perfil exponencial, en las bandas g y r , así como la magnitud absoluta en la banda r , M_r , y el cociente de ejes $q = b/a$, también medido en las bandas g y r . Como complemento, se toma directamente del SDSS DR7, con la ayuda de CasJobs (<http://skyserver.sdss.org/casjobs/>),

información sobre el radio exponencial α en las bandas g y r , con el objetivo de calcular el brillo superficial central en la banda B para segregar la muestra en LSB y HSB, así como el valor $fracDev$ que representa la fracción de la luminosidad proveniente del bulbo.

La masa estelar total M_* y las tasas de formación estelar se obtienen de la base de datos del MPA/JHU SDSS (disponible en <http://www.mpa-garching.mpg.de/SDSS/>). La estimación de la masa estelar (Kauffmann et al. 2003⁵⁸) se obtiene a partir de diferentes simulaciones Monte Carlo que permiten trazar diferentes historias de formación estelar, brotes estelares y variaciones en la metalicidad, con un rango de confiabilidad del 95 %. Para ello, se estima la corrección por polvo a la magnitud de la galaxia medida en la banda z , y la masa estelar se calcula multiplicando la luminosidad corregida y la razón masa-luminosidad predicha por los modelos. Por otro lado, la tasa de formación estelar (Brinchmann et al. 2004¹²) se obtiene a partir de las líneas de emisión de $H\alpha$, que se combinan con los modelos de evolución de Charlot & Longhetti (2001²²) y permiten interpretar las variaciones del cociente $\eta_{H\alpha} = L_{H\alpha}/SFR$ debido las propiedades físicas de la galaxia.

Finalmente se incluye información estructural del catálogo de Simard et al. (2011¹¹³), donde se provee la descomposición bulbo+disco en las bandas g,r de una muestra de $\sim 1,000,000$ galaxias del SDSS DR7 y realizada con ayuda del software GIM2D (Simard et al. 2002¹¹²). En este trabajo se utiliza el catálogo correspondiente al ajuste que considera un modelo conformado por la suma de un disco exponencial y un bulbo con un perfil de de Vaucouleurs (equivalente a un índice de Sérsic $n_b = 4$), dejando algunos parámetros libres como el flujo total F , la razón bulbo-disco B/T , el semi-eje mayor del bulbo r_e , la elipticidad del bulbo ε , el semi-eje mayor del disco r_d y el ángulo de inclinación i . Los ajustes en las bandas g, r se hacen de manera tanto separada como simultánea, esta última forzando a que el radio del bulbo, la elipticidad, la posición y el radio del disco sean iguales en ambas bandas.

Brillo Superficial Central

Para separar la muestra de galaxias en LSBs y HSBs, se siguen las relaciones de Trachternach et al. (2006¹²²) y Zhong et al. (2008¹³⁷). Se calcula el brillo superficial como

$$\mu_x = m_x + 2.5 \log(2\pi\alpha^2q) - 10 \log(1+z), \quad (2.1)$$

donde m_x es la magnitud aparente medida en cualquier banda x , α el radio exponencial en la banda correspondiente, q el cociente de ejes y z es el corrimiento al rojo. Esta expresión, que incluye las correcciones por inclinación y atenuación cosmológica, se aplica para las bandas g y r para obtener el brillo superficial en la banda B a partir de la transformación de Smith et al. (2002¹¹⁴), dada por

$$\mu_B = \mu_g + 0.47(\mu_g - \mu_r) + 0.17. \quad (2.2)$$

Con lo anterior, ahora es posible definir la muestra de LSB como aquellas cuyo brillo superficial es $\mu_B \geq 22.0$ mag arcsec⁻², conformada por 132,154 galaxias (25 %) y las restantes 404,582 (75 %) como HSB. Esta muestra será el punto de partida para construir dos submuestras, que se describirán en las secs. 2.3 y 2.4.

Caracterización del Medio Ambiente

Se incorporan, además, diferentes catálogos para caracterizar el medio ambiente a diferentes escalas, comenzando con el catálogo de grupos de Yang et al. (2007¹³³) en donde los grupos son identificados a partir del método desarrollado por Yang et al. 2005⁽¹³²⁾. En dicho método, se asignan las galaxias tentativamente a un grupo por medio de un algoritmo Friends-Of-Friends (FOF), y se estima para cada grupo la luminosidad característica de cada grupo L_{group} y su luminosidad total L_{total} . Con esto se obtiene la masa estelar y del halo de materia oscura dentro del cual vive el grupo a través de un proceso iterativo, suponiendo una razón masa-luminosidad dinámica constante, para así identificar los grupos y obtener la masa del halo de materia oscura dentro del cual vive el grupo. Esta información permite separar la muestra en galaxias centrales y satélites; en este caso, se considera como central a la galaxia más masiva del grupo.

Además, se incorpora el análisis del campo de densidad dado por el catálogo de Jasche et al. (2010⁵⁵), usando un algoritmo no lineal, no gaussiano y completamente bayesiano, que permite inferir el campo de densidad de las galaxias del SDSS DR7 con una resolución de ~ 3 Mpc, corregido por la geometría de la muestra y la función de selección del SDSS. Como resultado, se pueden identificar claramente las estructuras a gran escala como *voids*, *sheets*, *filaments* y *clusters*, asignándole también una probabilidad a cada galaxia de pertenecer a alguna de dichas estructuras. Para nuestros fines, se supone que una galaxia pertenece a una estructura dada si la probabilidad es ≥ 0.5 . También en este catálogo se presenta la medición de la sobredensidad local $\delta = (\rho - \bar{\rho})/\bar{\rho}$, para una escala de 3 Mpc.

Otra forma de caracterizar el medio ambiente alrededor de las galaxias es a través de la distancia al filamento más cercano d_{fil} , disponible en el catálogo de filamentos de Tempel et al. (2014a¹²⁰), que estudia las interacciones de objetos puntuales para trazar la red filamentaria de los datos del SDSS; se basa en la suposición de que las galaxias se ensamblan aleatoriamente dentro de cilindros que poseen orientaciones similares, de manera que dos o más cilindros conectados y alineados forman un filamento. Con el radio del cilindro fijo a 0.5 h^{-1} Mpc, la población de galaxias puede dividirse en galaxias localizadas dentro y fuera de los filamentos. Finalmente, se incluye la densidad del medio ambiente para diferentes escalas de suavizado ($a=1, 2, 4$ y 8 h^{-1} Mpc), disponible en el catálogo de grupos de Tempel et al. (2014b¹²¹), derivada a partir de la densidad de luminosidad en la banda r ; en él se implementa una corrección a aquellas galaxias fuera de la ventana observacional del SDSS, basada en los límites de luminosidad de la ventana.

2.2. Arecibo Legacy Fast ALFA (ALFALFA)

Es un catálogo que contiene información del contenido de HI en fuentes extragalácticas, obtenida a partir de observaciones con el telescopio del observatorio de Arecibo, Puerto Rico, que es un radio telescopio de un solo plato colector (*single-dish*) esférico, con un diámetro de 305m, construido dentro de una depresión natural. Dada su construcción, el plato es fijo; sin embargo, posee un receptor principal que se ubica a 150m sobre el plato, que se mueve sobre él por medio de cables sujetos a tres torres de concreto para poder captar la señal reflejada desde diferentes direcciones. Además, cuenta con una serie de receptores secundarios y terciarios colocados sobre una vía giratoria, lo que permite al telescopio observar cualquier región del cielo dentro de un cono entre -1° y 38° de declinación.

Este radiotelescopio está equipado con el detector ALFA (por sus siglas en inglés, *Arecibo-L-band Feed Array*), que funciona en la banda L, entre 1.22-1.52 GHz. Dado que, en reposo, la línea de HI corresponde a 1.4 GHz (longitud de onda de 21 cm), esto lo convierte en el radiotelescopio con mayor sensibilidad para detectar hidrógeno neutro. Esta característica, junto con su alta resolución angular, menor a 20 arcsec, permite hacer un mapeo del universo local en HI sobre un volumen considerable, i.e., hasta una distancia de $\simeq 100$ Mpc. ALFALFA es capaz de detectar masas de HI entre $10^6 - 10^{10.8} M_\odot$, lo que facilita la identificación de una contraparte óptica confiable dentro de $z < 0.06$.

2.2.1. Datos de HI de ALFALFA

Para obtener mediciones directas de v_{rot} , se utiliza la muestra de ALFALFA $\alpha.100$ (disponible en <http://egg.astro.cornell.edu/alfalfa/data/index.php>). El catálogo completo contiene cerca de 31,500 fuentes extragalácticas con líneas de HI observadas durante un tiempo total de $\sim 4,400$ horas entre 2005 y 2011, dentro de un mapa que abarca una región en el hemisferio norte Galáctico con $07^{\text{h}}30^{\text{m}} < \text{R.A.} < 16^{\text{h}}30^{\text{m}}$, y una más en el hemisferio sur con $22^{\text{h}} < \text{R.A.} < 03^{\text{h}}$, ambas con declinaciones entre 0° y $+36^\circ$; así, el mapa cubre hasta $\sim 7000 \text{ deg}^2$ del cielo (Giovanelli et al. 2005;³⁵ Giovanelli & Haynes 2015³⁶). La descripción completa del catálogo está disponible en el artículo de Haynes et al. (2018⁴³). El catálogo $\alpha.100$ incluye detecciones de fuentes en HI con su correspondiente ancho de la línea de HI, w_{50} , medida al 50% de la altura de cada pico, con una resolución espectral de $\sim 10 \text{ km s}^{-1}$. La



Figura 2.3: Vista aerea del observatorio de Arecibo, Puerto Rico [Crédito: Galería de fotos del sitio web oficial del Observatorio de AreciboSloan Digital Sky Survey. Fuente: <http://www.naic.edu/ao/content/airplane-view-arecibo-observatory-2>]

velocidad de rotación se calcula como

$$v_{rot} = \frac{w_{50}}{2 \times \sin i}, \quad (2.3)$$

donde i es el ángulo de inclinación del disco relativo al plano del cielo; su valor se obtiene del catálogo de Simard et al. (2011).¹¹³

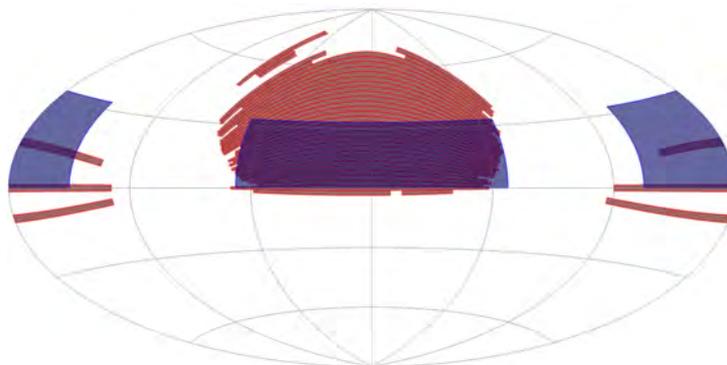


Figura 2.4: Mapa del cielo en coordenadas ecuatoriales que muestra la región cubierta por ALFALFA (azul) superpuesta en el mapa del SDSS DR7 (rojo). [Crédito: sitio web oficial de ALFALFA. Fuente: http://egg.astro.cornell.edu/alfalfa/images/alfalfa_sdss_coverage.jpg.]

2.3. Muestra Limitada por Volumen

Para evitar problemas de completez y obtener resultados que son directamente comparables con otros estudios enfocados en galaxias LSB del SDSS (e.g. Zhong et al. 2008;¹³⁷ Galaz et al. 2011³²), se construye una muestra limitada por volumen con galaxias más brillantes que $M_r = -19.8$ mag dentro de un rango $0.01 < z < 0.1$. Además, la muestra se limita a galaxias casi de frente (*face-on*), siguiendo el criterio $q > 0.4$, para evitar problemas con la extinción. Por último, puesto que el interés de este trabajo se centra en galaxias espirales, se seleccionan las galaxias con $fracDev < 0.9$. En la Fig. 2.5 se grafica la magnitud absoluta en la banda r como función de z ; en color azul marino se observan todas las galaxias extraídas

del SDSS DR7, mientras que en color cian, se muestran las galaxias de la muestra limitada por volumen. Las líneas en color negro señalan los límites en los cortes para M_r y z .

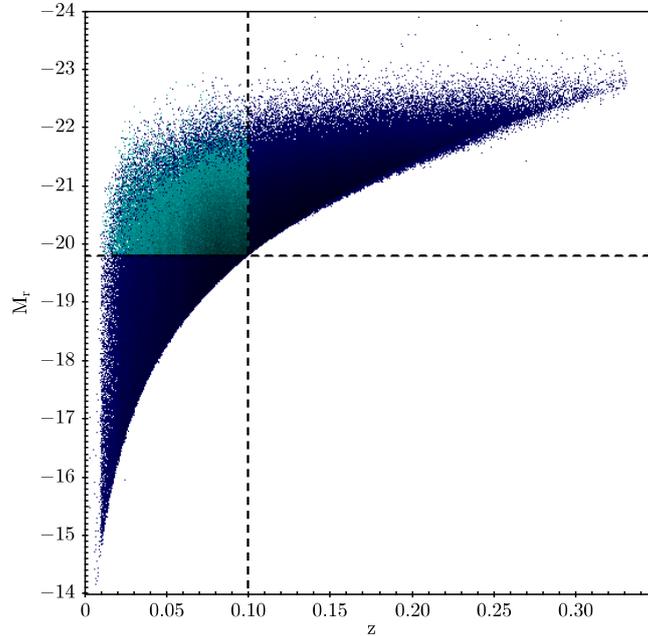


Figura 2.5: Diagrama M_r vs z . Se muestran los cortes en magnitud y z para la muestra limitada por volumen, para las galaxias del SDSS DR7.

La muestra final se conforma de 64,351 galaxias, de las cuales 21,273 son LSB y 43,078 HSB. La distribución de μ_B correspondiente a esta submuestra se observa en el lado izquierdo de la Fig. 2.6. Las galaxias LSB se identifican con color rojo, mientras que las HSB con color negro. A partir de ahora, todas las figuras presentadas a lo largo de este trabajo mantendrán el mismo código de colores para distinguir LSB de HSB.

2.4. Muestras de Control

Para calcular el momento angular específico y el espín de las galaxias en la muestra, se une la muestra principal que contiene información óptica con el catálogo ALFALFA $\alpha.100$, incluyendo de este último solo las galaxias con un ángulo de inclinación entre 25° y 75° . Esto garantiza una medición apropiada de la velocidad de rotación del disco al evitar galaxias vistas de frente (*face-on*), así como la fuerte extinción por polvo de las galaxias vistas de canto (*edge-on*). Desafortunadamente, este paso reduce la muestra a únicamente $\sim 8,000$ fuentes, lo cual dificulta la construcción de otra muestra limitada por volumen.

Para comparar las propiedades de las galaxias LSB y HSB, se construyen muestras de control de galaxias con la misma distribución de M_* y z , como se muestra en la Fig.2.7, de la siguiente manera: se toma una galaxia LSB y se compara su masa y su z con todas las HSB en búsqueda de una compañera con masa similar y localizada casi al mismo z . Si es posible encontrarla, se guarda este par en las muestras de control de LSB y HSB; si no, descartamos la galaxia LSB y procedemos a repetir el mismo procedimiento con una nueva. El criterio de selección de las muestras de control es tal que la diferencia en masa y en corrimiento al rojo para cada par de galaxias sea $\Delta \log M_* = 0.05$ (con M_* medida en M_\odot) y $\Delta z = 0.002$.

Las muestras de control resultantes consisten en 2,743 galaxias cada una. Posteriormente se aplica una prueba Kolmogorov-Smirnov (KS) para determinar cuáles de ellas son estadísticamente equivalentes, i.e., cuáles de ellas provienen de la misma distribución. El valor p obtenido de la prueba KS es igual a 0.9884 y 1, respectivamente, tal y como se espera por construcción.

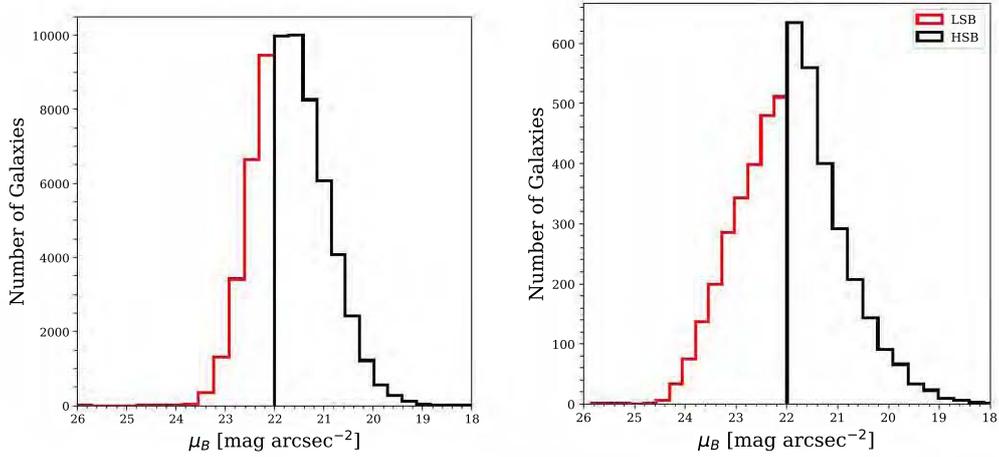


Figura 2.6: *Izquierda:* Histograma que muestran la distribución de brillo superficial central de galaxias LSB (rojo) y HSB (negro) para la muestra limitada por volumen. *Derecha:* Misma figura, pero para las muestras de control.

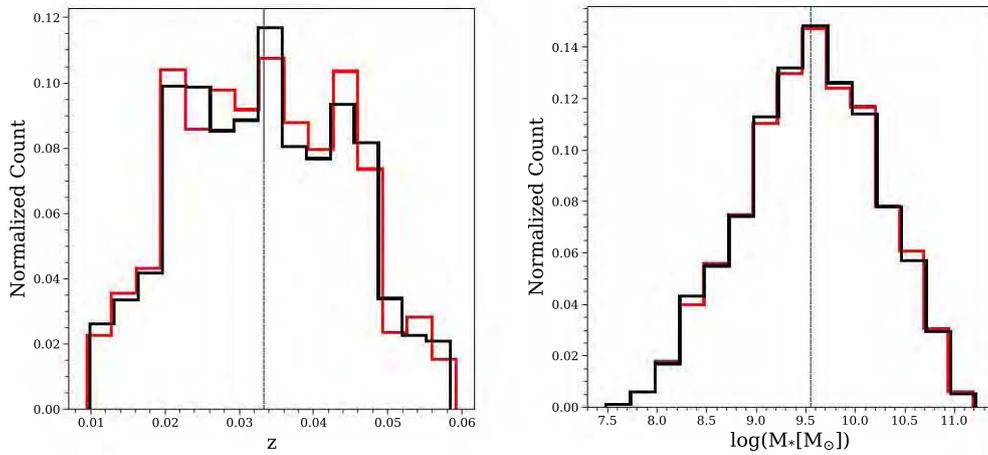


Figura 2.7: *Izquierda:* Distribuciones de z para galaxias LSB (rojo) y HSB (negro) de las muestras de control. *Derecha:* Misma figura, pero mostrando distribuciones de M_{\odot} . En ambos casos, las líneas verticales representan el valor promedio correspondiente a cada distribución, manteniendo la convención en los colores.

Capítulo 3

Metodología

3.1. Estimaciones de Masa del Halo de Materia Oscura

En el caso particular de las galaxias LSB, se espera que su masa dinámica M corresponda a la del halo de materia oscura porque, como se mencionó antes, tienen una baja densidad de estrellas, de modo que su masa estelar es mucho menor que la del halo. Siguiendo un desarrollo similar al presentado por Hernández & Cervantes-Sodi (2006⁴⁴), se modela el disco galáctico con un perfil de densidad exponencial de la forma

$$\Sigma(r) = \Sigma_0 e^{-r/R_d}, \quad (3.1)$$

donde r es la coordenada radial, Σ_0 una constante y R_d el radio de escala del disco, de manera que la masa del disco está dada por $M_d = 2\pi\Sigma_0 R_d^2$. Por otro lado, el halo de materia oscura es modelado con un perfil isotérmico tal que

$$\rho(r) = \frac{1}{4\pi G} \left(\frac{v_{rot}}{r} \right)^2. \quad (3.2)$$

Para comparar cómo cambia la razón masa estelar-masa del halo, $f_* = M_*/M_H$, entre galaxias LSB y HSB, se utilizaron cinco diferentes estimaciones para la masa del halo. Estas se revisarán en las siguientes secciones.

3.1.1. Razón M_*/M_H constante

Tomando la Vía Láctea como un ejemplo representativo, es posible usar una razón constante $f_1 = 1/25$ entre la masa bariónica (que incluye a las estrellas del bulbo, disco y halo) y la masa del halo de materia oscura (e.g., Wilkinson & Evans 1999;¹³⁰ Hernández, Ávila-Reese & Firmani 2001⁴⁶). Suponiendo que todas las galaxias de la muestra tienen aproximadamente la misma razón masa estelar-masa del halo, entonces la masa del halo se obtiene simplemente como

$$M_H = 25M_*, \quad (3.3)$$

siendo M_* la masa estelar en unidades de M_\odot . Más recientemente, se ha encontrado (e.g., Battaglia et al. 2005;⁵ McMillan 2011;⁷⁸ Kafle et al. 2014⁵⁷) que para la Vía Láctea la razón masa estelar-masa del halo es ~ 0.0535 .

Es importante aclarar que esta aproximación es poco realista. Sin embargo, con el objetivo de comparar nuestros resultados con los obtenidos previamente por Hernández & Cervantes-Sodi (2006⁴⁴), así como con resultados recientes que usan esta aproximación para calcular el espín galáctico (e.g. Huang et al. 2012;⁴⁹ Leisman et al. 2017;⁶⁹ Wang et al. 2018¹²⁷), se tomará en cuenta y se mantendrá la convención dada por $f_1 = 1/25 = 0.04$.

3.1.2. Razón escalada con la densidad

De acuerdo con el formalismo presentado por Mo, Mao & White (1998⁸²) para el modelado de galaxias de disco, la dispersión en la relación TF se debe principalmente a la concentración del halo, el tamaño del disco y la fracción de masa del disco. Se considera una distribución lognormal de la forma

$$P(f_d)d \log f_d = \frac{1}{\sqrt{2\pi}\sigma_m} \exp \left[-\frac{(\log f_d - \log \bar{f}_d)^2}{2\sigma_m^2} \right] \times d \log f_d,$$

donde $f_d = M_d/M_H$ es la fracción masa del disco-masa total, en la cual se permite que \bar{f}_d escale con la masa estelar o bien con la densidad superficial de estrellas. Observacionalmente (e.g., Zavala et al. 2003,¹³⁴ Pizagno et al. 2005⁹⁷) se ha encontrado que la razón de masa de halo-masa estelar dentro de las regiones luminosas de los discos está fuertemente correlacionada con la densidad superficial del disco. Gnedin et al. (2007³⁷) encuentran que, considerando el caso, donde \bar{f}_d escala con la densidad superficial $\Sigma_* \equiv M_* R_d^{-2}$, se tiene que

$$\bar{f}_d = \bar{f}_{d,0} \left(\frac{M_* R_d^{-2}}{10^{9.2} M_\odot \text{ km pc}^{-2}} \right)^p, \quad (3.4)$$

donde $p = 0.2$ si no hay contracción adiabática, y $\bar{f}_{d,0} = 1/25$ se elige tomando, como en el punto 1, a la Vía Láctea como ejemplo representativo.

3.1.3. Relación v_{rot} y v_H en un Modelo Cold Dark Matter (CDM)

Papastergis et al. (2011⁹⁰) obtienen a partir de observaciones hechas con ALFALFA una distribución de las velocidades de rotación de las galaxias en la muestra. Suponiendo que el modelo CDM (Cold Dark Matter) es correcto, es posible inferir una relación $v_{rot} - v_H$, necesaria para reproducir la función de velocidades observada por medio de un procedimiento estadístico que supone la existencia de una relación uno-uno entre la velocidad de rotación de la galaxia v_{rot} y la velocidad de rotación del halo v_H que la contiene, de manera que $v_H = f(v_{rot})$.

En la Fig.3.1, se muestra la Tabla 1 del artículo de Papastergis et al. (2011); la primer columna representa la velocidad de rotación de la galaxia, mientras que las columnas 2-4 corresponden al valor de la velocidad del halo obtenida para diferentes cotas superiores. Primeramente, se hace un ajuste polinomial de los datos tomados de las columnas 1 y 2 de de la Tabla 1 de Papastergis et al. (2011), el cual resulta ser

$$v_H = (-2.6 \times 10^{-8})v_{rot}^4 + (-2.3 \times 10^{-3})v_{rot}^3 + (-0.00534)v_{rot}^2 + (0.855)v_{rot} + 27.243,$$

Por otro lado, se considera la relación dada por Klypin et al. (2011⁶³) como:

$$v_H(M_H) = 2.8 \times 10^{-2}(M_H)^{0.316}, \quad (3.5)$$

en donde M_H se encuentra en unidades de $h^{-1}M_\odot$. Esta fórmula se obtiene a partir de la caracterización de los halos a partir de su velocidad circular, la cual depende de la concentración del halo $c(M_H)$, que puede ser estimada sin la necesidad de conocer su perfil de densidad. Despejando M_H de la ec. 3.5, y sustituyendo el valor encontrado para v_H , la masa del halo en unidades de M_\odot viene dada por

$$M_H = \frac{1}{h} \left(\frac{v_H}{2.8 \times 10^{-2}} \right)^{1/0.316}, \quad (3.6)$$

donde $h = 0.7$ es la constante de Hubble en su forma adimensional.

Table 1
The $v_{\text{rot}}-v_{\text{halo}}$ Relationship in a CDM Universe

v_{halo} (km s^{-1})	v_{rot} (km s^{-1}) ($v_{\text{halo,max}} = 360 \text{ km s}^{-1}$)	v_{rot} (km s^{-1}) ($v_{\text{halo,max}} = 290 \text{ km s}^{-1}$)	v_{rot} (km s^{-1}) ($v_{\text{halo,max}} = 440 \text{ km s}^{-1}$)
40	16	16	16
45	23	23	23
50	32	32	32
55	42	42	42
60	53	53	53
70	77	78	77
80	102	103	102
90	127	127	125
100	149	150	147
120	188	190	185
140	219	223	218
160	247	252	244
180	270	278	267
200	291	303	286
220	310	327	303
240	328	353	318
260	345	383	333
300	383	...	360
340	431	...	387
380	416
420	449

Figura 3.1: Relación $v_{\text{rot}} - v_h$ en un universo CDM obtenida por Papastergis et al. (2011) para diferentes valores máximos de v_h .

3.1.4. Modelo de ocupación de Halos

Hudson et al. (2015⁵²) presentan, utilizando información del *Canada-France-Hawaii Telescope Legacy Survey* (CFHTL), un estudio sobre lentes gravitacionales con el objetivo de caracterizar la razón masa estelar-masa del halo, encontrando evidencia de una evolución significativa. Esta tendencia se encuentra dominada por galaxias rojas, lo cual es consistente con modelos donde la masa estelar crítica, sobre la cual la formación estelar decae, disminuye con el tiempo. En contraste, la razón masa estelar-masa del halo de las galaxias azules que forman estrellas está bien ajustada por una ley de potencias que no evoluciona con el tiempo, sugiriendo que las galaxias azules forman sus estrellas a un ritmo que se equilibra con su acreción de materia oscura.

En el trabajo de Hudson et al. (2015), los datos se ajustan con modelos de halo simples que describen la distribución promedio de toda la materia alrededor de una galaxia dada. Este puede dividirse en dos componentes: el primero proveniente de la propia masa estelar y el halo de la galaxia, y el segundo del de materia oscura alrededor de una galaxia satélite. La masa estelar es modelada como una fuente puntal de la forma

$$\Delta\Sigma_*(R) = \frac{M_*}{\pi R^2}.$$

Por lo tanto, la parametrización de la masa estelar como función de la masa del halo puede resultar difícil, particularmente si no se conoce la función de masa del halo. En consecuencia, Hudson et al. (2015) proponen una forma de invertir la dependencia, de tal manera que la fracción f_* puede obtenerse como función de la masa estelar como una doble ley de potencias:

$$f_* = 2f_1 \left[\left(\frac{M_*}{M_1} \right)^{-\beta^*} + \left(\frac{M_*}{M_1} \right)^{\gamma^*} \right]^{-1}, \quad (3.7)$$

donde $\gamma^*=1$, $\beta^*=0.43$, y f_1 y M_1 están dadas respectivamente como

$$\begin{aligned} f_1(z) &= 0.0357 + 0.026(z - 0.5) \\ \log_{10}(M_1) &= 11.04 + 0.56(z - 0.5). \end{aligned}$$

La dependencia en el corrimiento al rojo z de estos términos tiene una interpretación física, de tal manera que es posible restringir la evolución de la población de galaxias a lo largo del tiempo cósmico.

3.1.5. Catálogo de Grupos

El catálogo de grupos de Yang et al. (2007¹³³) contiene una estimación de la masa del halo de materia oscura. Esta será tomada directamente para los diferentes cálculos que realizarán a lo largo de este trabajo (ver Sec. 5.5). La masa del halo se obtiene con base en el método desarrollado por Yang et al. (2005¹³²), en el cual se utiliza un modelo de ocupación para calibrar el buscador de grupos.

El método comienza con una combinación de dos formas diferentes para identificar el centro del potencial de cada grupo. Primeramente, por medio de un algoritmo FOF, las galaxias son asignadas tentativamente a algún grupo. Las galaxias que no han sido agrupadas por el algoritmo FOF, son consideradas provisionalmente como el centro del potencial de algún grupo.

Posteriormente, se define una luminosidad característica de cada grupo como

$$L_{\text{group}} = \sum_i L_i / C_i$$

donde L_i es la luminosidad de la i -ésima galaxia y C_i es un factor relacionado con la completez de la muestra en la posición de dicha galaxia. De este modo, la luminosidad total del grupo viene dada como

$$L_{\text{total}} = L_{\text{group}} \frac{\int_0^\infty L\phi(L)dL}{\int_{L_{\text{lim}}}^\infty L\phi(L)dL},$$

siendo L_{lim} la luminosidad mínima de la galaxia que puede ser observada a un z igual al del grupo y $\phi(L)$ es la función de luminosidad.

A partir de la luminosidad total, se supone una razón masa-luminosidad $M_H/L_{\text{total}} = 500M_\odot/L_\odot$ para asignar una masa tentativa total a cada grupo, la cual es utilizada para calcular el tamaño y la dispersión de velocidades del halo que lo aloja. A su vez, la dispersión de velocidades se utiliza para determinar los miembros del grupo en el espacio de z . Este procedimiento se repite varias veces, hasta que no ocurren cambios en el número de miembros del grupo. La Fig. 3.2 muestra un ejemplo de la distribución de estos halos en un corte a un mapa 3D de una región de 3° en el polo sur Galáctico, en el panel superior se grafican las galaxias encontradas en dicha región, mientras que los paneles inferiores muestran con círculos rojos los grupos asignados con masas en el intervalo $10^{13}h^{-1} - 10^{14}h^{-1} M_\odot$ (izquierda) y $> 10^{14} M_\odot$ (derecha).

3.2. Tiempo de Ensamblaje del Halo

En simulaciones cosmológicas, cuando se rastrea la historia de formación de halos de materia oscura, un halo en una etapa temprana se considera como un progenitor de un halo actual si más de la mitad de sus partículas se encuentran en el halo actual. El tiempo de ensamblaje del halo se define como el valor del corrimiento al rojo z_f para el cual el principal progenitor del halo ha ensamblado la mitad de su masa final (Wang et al. 2011¹²⁶).

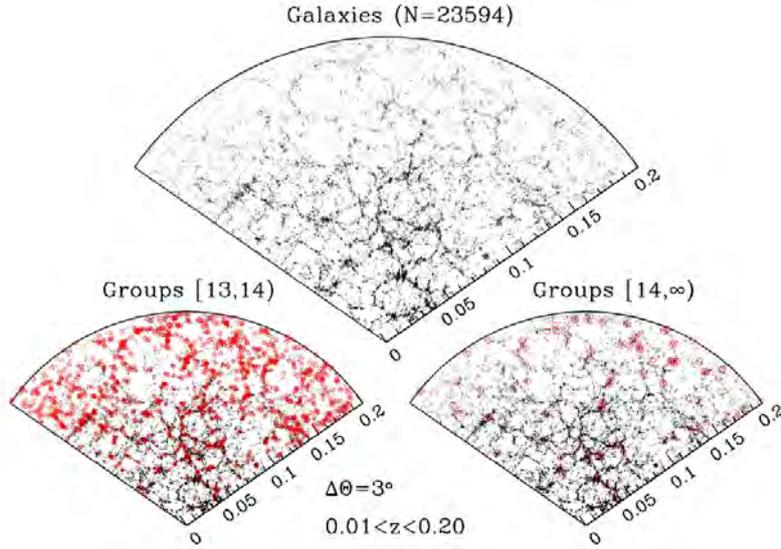


Figura 3.2: Distribución 3D de los halos encontrados por el método de Yang et al. (2007) en una región del polo sur Galáctico. Los paneles inferiores muestran la ubicación de los grupos con masas divididas en dos intervalos distintos. [Crédito: Yang, X., Mo, H. J., van den Bosch, F. C., et al. 2007, ApJ, 671, 153]

Este tiempo de formación, se cree, tiene un impacto importante en las propiedades de las galaxias contenidas en él, tales como sus edades, colores, SFRs, etc. Sin embargo, z_f no es una cantidad directamente observable, por lo que no es posible buscar alguna correlación entre estas cantidades. Como alternativa, Lim et al. (2016⁷¹) muestran que existe una correlación estrecha entre z_f y la fracción $f_s = 1 - f_{main}$, con $f_{main} = M_{main}/M_H$ y M_{main} , la masa del subhalo principal en el centro de cada halo. En el panel de la izquierda de la Fig. 3.3, se observa la correlación entre z_f y f_{main} para diferentes rangos de masa del halo, obtenida de simulaciones cosmológicas de N-cuerpos. Esto sugiere que f_{main} puede utilizarse como una aproximación para z_f . Definiendo

$$f_c \equiv \frac{M_{*,c}}{M_H}, \quad (3.8)$$

donde $M_{*,c}$ corresponde a la masa estelar de la galaxia central, y es un indicador de M_{main} , la masa del subhalo principal en el centro del halo. En los paneles central y derecho de la Fig. 3.3 se observa que f_c también se correlaciona con el tiempo de ensamblaje del halo, para diferentes rangos de M_H y de $M_{*,c}$, respectivamente. Nótese que esta correlación parece no depender fuertemente de las masas del halo o la masa estelar, por lo que es posible asegurar que f_c es una buena aproximación observacional para z_f . Los valores altos de f_c representan un tiempo de ensamblaje del halo temprano.

3.3. Cálculo del Parámetro de Espín

Es importante notar que la ecuación para el espín 1.11 es una expresión dada en términos de parámetros no observacionales, de modo que, ahora buscaremos una expresión alternativa que permita calcular λ como función de otros parámetros que puedan ser obtenidos directamente de las observaciones. Recordemos que

$$\lambda = \frac{L|E|^{1/2}}{GM^{5/2}},$$

Supongamos que la energía potencial de la galaxia se encuentra dominada por un halo de materia oscura, de manera que la energía total E del sistema corresponde a la energía potencial gravitacional

$$W = -4\pi G \int_0^{R_H} \rho(r)M(r)rdr,$$

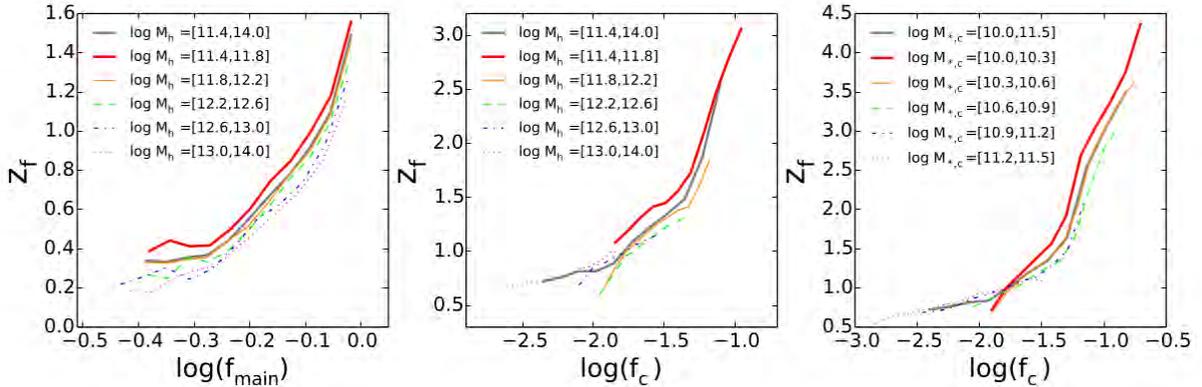


Figura 3.3: *Izquierda:* Tiempo de ensamblaje z_f como función de f_{main} , obtenido de simulaciones de N-cuerpos por Wang et al. (2011) para diferentes rangos de masas de halo. *Centro:* z_f como función de f_c para diferentes rangos de masa del halo. *Derecha:* z_f como función de f_c para diferentes rangos de $M_{*,c}$ [Crédito: Lim, S. H., Mo, H. J., Wang, H., & Yang, X. 2016, MNRAS, 455, 499]

donde el halo tiene un perfil de densidad esférico e isotérmico dado por la ecuación 3.2. Si además suponemos que el halo está virializado, entonces

$$|E| = \frac{1}{2} M v_{rot}^2,$$

donde v_{rot} es la velocidad de rotación, que es constante para una curva de rotación plana. Por lo tanto, sustituyendo $|E|$ en la ec. 1.11, y dado que el momento angular específico se define como

$$j \equiv \frac{L}{M}, \quad (3.9)$$

reduciendo términos se obtiene que

$$\lambda = \frac{j v_{rot}}{\sqrt{2GM}}.$$

Suponiendo que en el momento de la formación de una protogalaxia, la componente bariónica y la componente de materia oscura se encuentran mezcladas homogéneamente, de tal manera que cualquier fuerza de marea externa generada por otra protogalaxia produce una torca que afecta de igual manera a ambas componentes, entonces el valor de j es el mismo para ambas, estrellas y materia oscura. Con esta información, la ecuación 1.11 se escribe como

$$\lambda = \frac{j_* v_{rot}}{\sqrt{2GM}}, \quad (3.10)$$

donde M corresponde a la masa dinámica total de la galaxia, que es igual a la masa del halo de materia oscura, y j_* es el momento angular específico de la componente estelar. De ahora en adelante, la ec. 3.10 será la forma general de calcular λ , por lo que a continuación se describe la forma de obtener cada uno de los términos en esta expresión.

En primer lugar, el valor de v_{rot} se puede calcular de dos maneras diferentes. Para el caso de la muestra limitada por volumen, en donde no se cuenta con información cinemática para todas las galaxias de la muestra, v_{rot} se obtiene de manera indirecta, por medio de la relación TF estelar derivada por Reyes et al. (2011¹⁰⁴) y dada como

$$\log(v_{rot}) = 2.142 + (0.233)[\log(M_*) - 9.952]. \quad (3.11)$$

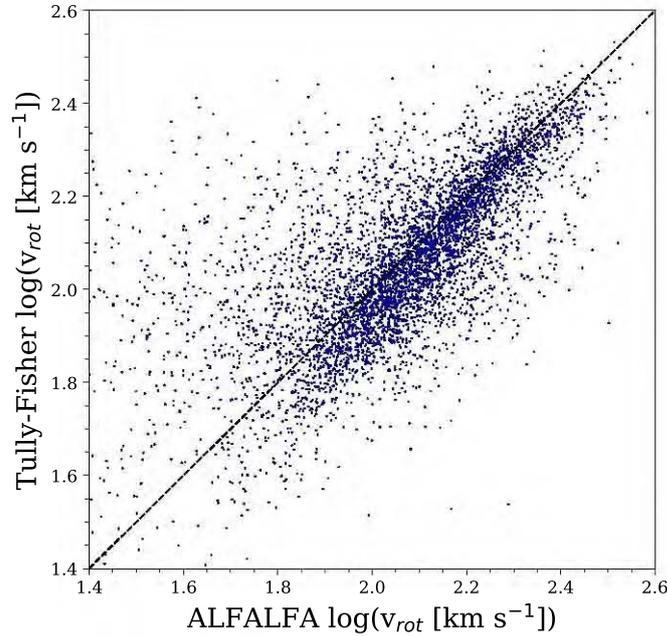


Figura 3.4: Comparación entre los valores obtenidos para la velocidad de rotación de manera directa (ec. 2.3) e indirecta (ec. 3.11). La línea punteada corresponde a la función identidad.

Para el caso de las muestras de control, en donde sí se cuenta con información cinemática de ALFALFA, la velocidad de rotación se obtiene directamente a través de la ec. 2.3

$$v_{rot} = \frac{w_{50}}{2 \times \sin i}.$$

En la Fig. 3.4, se muestra una comparación entre la velocidad de rotación inferida a partir de la relación TF y la medida mediante la cinemática del gas para las galaxias en común entre la muestra del SDSS DR7 y de ALFALFA α .100 con cocientes $b/a < 0.6$ y fracciones $(B/T)_r < 0.5$. La línea punteada representa la relación uno-a-uno para un análisis más fácil. Se observa que el grueso de las galaxias se encuentran sobre la relación uno-a-uno con una nube donde se sobreestima la velocidad de rotación con la relación TF, pero esta nube representa solo el $\sim 5\%$ de las galaxias en común.

En segundo lugar, el momento angular específico de la componente estelar j_* se obtiene a partir de los modelos presentados por Romanowsky & Fall (2012¹⁰⁶), quienes proponen una forma de calcular j_* de acuerdo con tipo de objeto en cuestión. En nuestro trabajo, se considera que las galaxias espirales presentan dos componentes, correspondientes al bulbo y al disco. Para un disco delgado, axisimétrico, con velocidad de rotación constante y una densidad superficial de masa exponencial (ec. 3.1), la ec. 3.9 se transforma en

$$j_d = 2v_{rot}R_d, \quad (3.12)$$

donde r es la coordenada radial, R_d es el radio de escala del disco y j_d denota su momento angular específico. Por otro lado, suponiendo que el bulbo sigue un perfil de de Vaucouleurs ($n = 4$ en la ec. 1.2), la ec. 3.9 corresponde a

$$j_b = 3.03v_sR_e, \quad (3.13)$$

siendo R_e el radio del semi-eje mayor del esferoide y v_s es la velocidad de rotación no proyectada, dada

por

$$v_s = (v/\sigma)^* \sigma_0 \left(\frac{\varepsilon}{1 - \varepsilon} \right)^{1/2},$$

donde σ_0 es la dispersión de velocidades central, ε la elipticidad del bulbo y $(v/\sigma)^*$ es un parámetro que describe la importancia relativa entre rotación y presión, de manera que en una galaxia vista de frente, $(v/\sigma)^* \simeq 1$ representa un sistema oblató soportado por rotación. En este caso, se considera el valor típico para bulbos encontrado por Romanowsky & Fall (2012), como $(v/\sigma)^* \sim 0.7$.

Con esta información, el momento angular específico para una galaxia espiral, con un bulbo cuya masa es una fracción f_b de la masa estelar total que puede ser estimada a partir de su luminosidad en la banda r (Simard et al. 2011¹¹³), está dado por

$$j_* = f_b j_b + (1 - f_b) j_d. \quad (3.14)$$

Finalmente, la masa dinámica total M se obtiene a partir de las 5 estimaciones descritas en la sec. 3.1. En el caso particular de M_1 , la ec. 1.11 (o su equivalente observacional dado por la ec. 3.10) tiene una forma alternativa, la cual permitirá comparar los resultados con los presentados anteriormente por Hernández & Cervantes-Sodi (2006⁴⁴). Suponiendo que la mayor contribución a la masa estelar proviene del disco, y suponiendo que su densidad superficial de masa presenta un perfil dado por la ec. 3.1, la correspondiente masa estelar es, entonces

$$M_d = 2\pi \Sigma_0 R_d^2,$$

Por otra parte el momento angular específico proviene únicamente del disco (ec. 3.12). Por lo tanto, la ec. 3.10 se puede re-escribir como

$$\lambda_1 = \frac{2^{1/2} v_{rot}^2 R_d}{GM_H}. \quad (3.15)$$

Si la masa del disco es igual a una cierta fracción f de la masa del halo, $M_h = M_d/f$, se puede introducir relación TF de la forma $M_d = A_{TF} v_{rot}^{3.5}$ (Gurovich et al. 2004³⁹). Tomando los valores de la Vía Láctea como ejemplo representativo en el que $f = 1/25$, y en donde $v_{rot} = 220 \text{ km s}^{-1}$, entonces $A_{TF} = 633 M_\odot (\text{km s}^{-1})^{-3.5}$. Así la ec. 3.15 se reduce a

$$\lambda_1 = 21.8 \frac{R_d}{(v_{rot})^{3/2}}. \quad (3.16)$$

En el caso de M_2 , se utiliza el método desarrollado por Cervantes-Sodi et al. (2013²⁰), en donde de nuevo la masa bariónica proviene de la componente estelar, la cual, en general es una fracción f_* de la masa del halo. De este modo, como se muestra en Cervantes-Sodi et al. (2013²⁰), si la razón entre el momento angular estelar y el momento angular total es igual a 1, y la fracción de masa f_* está dada por la ec. 3.4, podemos reescribir la ec. 3.10 para calcular λ_2 como

$$\lambda_2 = \frac{\sqrt{2} f_* R_d v_{rot}^2}{GM_*}. \quad (3.17)$$

Para el resto de las estimaciones, es suficiente con sustituir los valores de j_* , v_{rot} y $M_{3,4,5}$ directamente en la ec. 3.10 según sea el caso para obtener $\lambda_{3,4,5}$.

Finalmente, con el objetivo de comparar todas las estimaciones que dependen de M_H con una expresión más reciente, y que no dependa explícitamente del valor de la masa del halo, se calcula λ_6 con el valor dado por Meurer et al. (2018⁸⁰). En dicho trabajo, a través de un estudio de galaxias con detección de HI, se encuentra que existe una relación entre el radio máximo detectado R_{\max} y la velocidad de rotación, de manera que, las galaxias se comportan como un reloj que gira una vez por Gyr en las afueras del disco. Estas observaciones de HI se comparan también con observaciones en la banda r , así como en el cercano ultravioleta (NUV), encontrándose que todas siguen una relación de la forma

$$\log(R) = \alpha + \beta \log v_{rot},$$

donde α y β varían de acuerdo con el tipo de observación, pero toman valores entre 1.95-2.16 y 1.04-1.13 respectivamente. Dado que $\beta \sim 1$, v_{rot} y R están relacionados de manera lineal, por lo que el tiempo orbital

$$t_{orb}(R) = \frac{2\pi R}{v_{rot}},$$

es constante. Suponiendo que el halo tiene el perfil de una esfera isotérmica, y siguiendo un desarrollo similar al de Mo, Mao & White (1998⁸²), se encuentra que el espín puede obtenerse como

$$\lambda_6 = \frac{\sqrt{50} t_{orb}(R) R_d}{\pi t_H R}, \quad (3.18)$$

donde $t_{orb}(R)$ es el tiempo orbital a una distancia R , $t_H=13.96$ Gyrs es el tiempo de Hubble, y R_d el radio de escala del disco (considerando $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ y $\Omega_M = 0.315$, Planck Collaboration XVI 2014⁹⁹).

Capítulo 4

Comparación con Trabajos Previos

Con el objetivo de garantizar que la muestra limitada por volumen (Cap. 2) sea de utilidad, en esta sección se comparan algunas de sus propiedades con los resultados obtenidos previamente por diferentes autores.

4.1. Galaxias del SDSS: Características Generales

Utilizando una muestra de galaxias del SDSS DR4, Galaz et al. (2011³²) presentan un estudio de la distribución espacial de LSB y HSB, enfocado a cómo la interacción entre galaxias afecta la intensidad de la formación estelar, en un rango de $0.01 < z < 0.1$. En dicho trabajo se construye una muestra limitada por volumen, de la misma forma en que se describe en el Cap. 2, considerando galaxias de tipo tardío, casi de frente, y completa para galaxias más brillantes que $M_r = -19.8$ mag. La muestra limitada por volumen de Galaz et al. (2011) está compuesta de 8,636 galaxias, de las cuales 13% corresponden a galaxias LSB y 87% son HSB.

De manera similar a Galaz et al. (2011), en el presente trabajo se obtiene una distribución de las principales propiedades de las galaxias de la muestra limitada por volumen. En la Fig. 4.1 se muestran en la parte superior las distribuciones de z y M_r . En los paneles intermedios se muestran las distribuciones correspondientes al logaritmo base 10 de la masa estelar M_* y la SFR. Finalmente, en la parte inferior se muestran las distribuciones del parámetro de natalidad b (*birthrate parameter*) y el radio Petrosian r_{90} , definido como el radio que encierra el 90% de la luz. El parámetro de natalidad está definido como

$$b = (1 - R)t_H(\text{sSFR}), \quad (4.1)$$

donde R es la fracción total de masa expulsada al medio interestelar durante el tiempo de vida de la galaxia cuyo valor promedio es ~ 0.5 (Brinchmann et al. 2004¹²); $t_H=14$ Gyrs es el tiempo de Hubble, y sSFR es la tasa de formación específica, es decir, la cantidad de estrellas que se forman en una unidad de tiempo, por unidad de masa solar.

En la Tabla 4.1 se muestran los valores promedio obtenidos para cada una de las cantidades de la Fig. 4.1. Podemos observar que tanto las LSB como las HSB tienen en promedio casi el mismo valor de z y M_r , como es de esperarse por la forma en como se construyó la muestra limitada por volumen. Por otro lado, podemos notar que las galaxias LSB son menos masivas que las HSBs, y que además son más extendidas, razón por la cual se clasifican como LSB, es decir, tienen una menor cantidad de estrellas distribuidas sobre un área más grande. Además, se observa que las galaxias HSB forman una mayor cantidad de estrellas por año, y poseen una tasa de nacimiento mayor que las LSB.

Adicionalmente, en la tabla 4.1 también se despliegan los resultados encontrados por Galaz et al. (2011³²) para las mismas propiedades, en una muestra limitada por volumen con las mismas características mencionadas en el cap. 2 para la muestra. Podemos observar que, como era de esperarse por

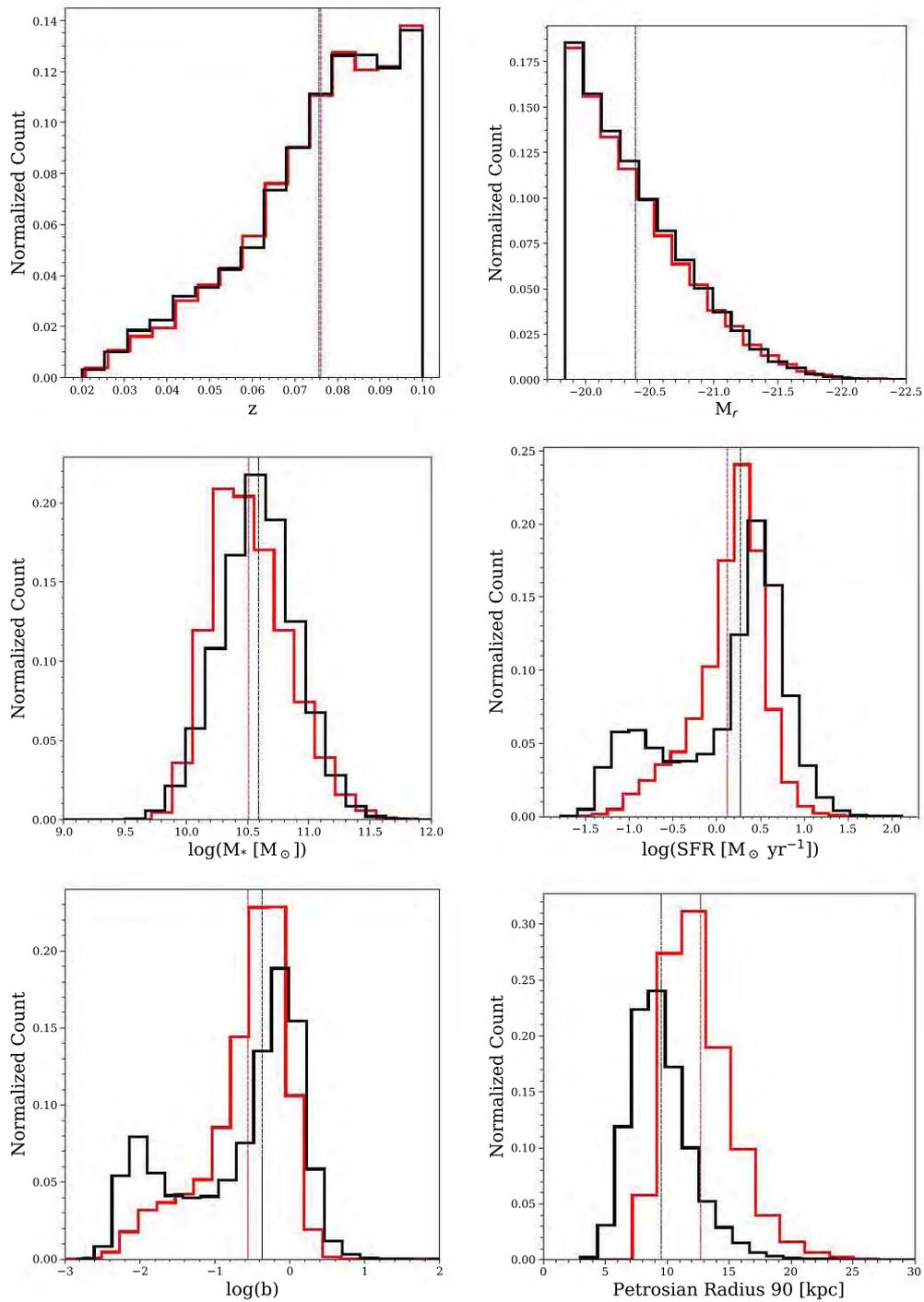


Figura 4.1: Distribuciones de las principales características de las galaxias de la muestra limitada por volumen. La línea punteada corresponde al valor promedio de cada propiedad, siguiendo el código de colores antes mencionado.

Propiedad	LSB	HSB
z	0.076 ± 0.017	0.075 ± 0.017
M_r	-20.383 ± 0.434	-20.384 ± 0.428
$\log(M_*)$	10.507 ± 0.317	10.587 ± 0.313
$\log(\text{SFR})$	0.119 ± 0.407	0.265 ± 0.673
$\log(b)$	-0.559 ± 0.565	-0.373 ± 0.826
r_{90}	12.671 ± 2.920	9.524 ± 2.639

Tabla 4.1: Valores promedio encontrados para las propiedades principales de la muestra limitada por volumen, comparadas con los resultados encontrados por Galaz et al. (2011³²).

construcción, las galaxias LSB y HSB se encuentran con valores promedio de z y M_r muy similares entre sí. Sin embargo, tanto en nuestro trabajo como en el de Galaz et al. (2011) podemos observar que las galaxias LSB se encuentran ligeramente más alejadas y son menos brillantes que las HSB. También podemos notar, que en ambas muestras, las galaxias LSB son menos masivas, menos activas y mucho más extendidas que las HSB. Por lo tanto, podemos asegurar que nuestra selección es compatible con la reportada por Galaz et al. (2011), y por tanto, se concluye que nuestro estudio está realizado sobre la misma clase de objetos.

4.2. Fracción Bulbo-Total

Es bien conocido que las galaxias LSB tienen una morfología asociada con galaxias espirales cuyo bulbo no es tan prominente como en otras clases de galaxias. Por lo mismo su brillo puede ser modelado con una sola componente, por medio de un perfil exponencial asociado a la componente del disco. Algunos estudios (McGaugh et al. 1995⁷⁵) sugieren que la razón bulbo-disco de las galaxias LSB tiene un valor promedio de $B/T \sim 0.1$. Sin embargo, esto no quiere decir que todas las galaxias LSB carezcan de bulbo, pues también se han encontrado galaxias LSB con bulbos prominentes, cuyos radios de escala se correlacionan con los de sus discos. Más aún, las galaxias LSB dominadas por bulbo se observan más rojas que las dominadas por disco (Beijersbergen et al. 1999⁶).

Para comprender qué tipo de galaxias forman la muestra, es conveniente distinguir entre las dos clases de galaxias, ya que esto permitirá discriminar entre los resultados físicamente aceptables, particularmente, en el cálculo del momento angular específico (ver Cap. 3). Para distinguir entre las galaxias dominadas por bulbo, se toma el cociente bulbo-total $(B/T)_r$ directamente del catálogo de Simard et al. (2011¹¹³), donde el subíndice indica que la medición de ambas componentes se hace en la banda r . En nuestro trabajo, se considera que una galaxia está dominada por disco cuando $(B/T)_r < 0.5$. De este modo, la muestra limitada por volumen tiene un 97 % de galaxias LSB y un 81 % de HSB dominadas por disco, mientras que para las muestras de control la población alcanza hasta un 99 % para LSB y 84 % para HSB.

En la Fig. 4.2 se muestran las distribuciones del cociente bulbo-total obtenido del catálogo de Simard et al. (2011). El panel izquierdo corresponde a la muestra limitada por volumen, mientras que el panel derecho ilustra las muestras de control. Los colores rojo y negro representan a las galaxias LSB y HSB respectivamente, mientras que en color azul se presenta la distribución de $(B/T)_r$ para toda la muestra. Las líneas verticales marcan los valores promedio de $(B/T)_r$ obtenidos para LSB y HSB. En ambos casos podemos observar que la gran mayoría de las galaxias de la muestra son dominadas por disco; sin embargo, las LSB poseen bulbos menos prominentes, pues en promedio tanto para la muestra limitada por volumen como para la muestra de control, representan $\sim 15\%$ de la luminosidad total.

Así mismo, en la Fig 4.3 muestra las distribuciones del cociente bulbo-total de las galaxias en la muestra limitada por volumen, divididas por tipo morfológico, obtenida a partir de la probabilidad hc de que una galaxia sea Sab o Scd, dada por el catálogo de Tempel et al. (2014b¹²¹); se considera a una galaxia

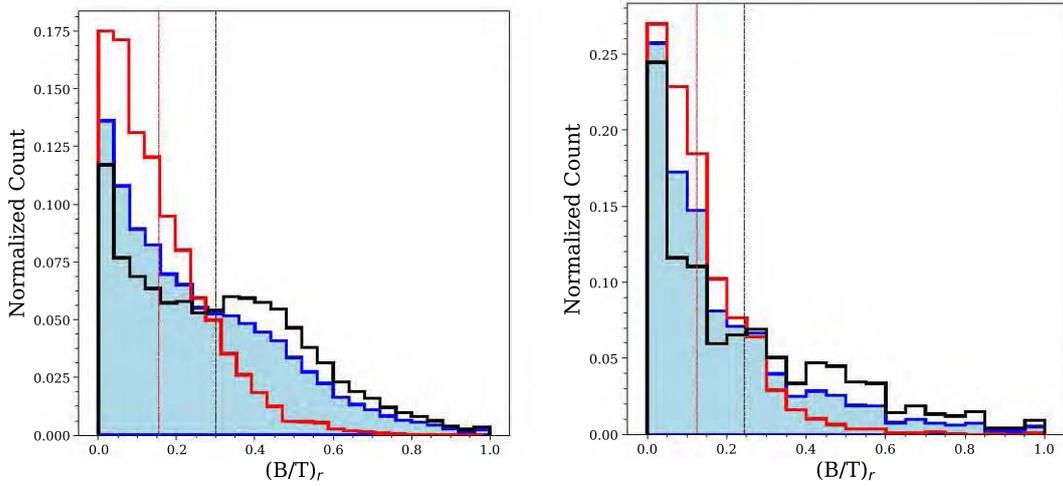


Figura 4.2: *Izquierda:* distribución del cociente bulbo-total para la muestra limitada por volumen para LSB (rojo) y HSB (negro). *Derecha:* Misma gráfica, pero para las muestras de control. En ambos casos, el color azul corresponde a la distribución de $(B/T)_r$ para toda la muestra. Adicionalmente, la línea vertical punteada indica el valor promedio para cada muestra.

como Sab o Scd cuando $hc > 0.5$. En el lado izquierdo de la Fig. 4.3 se muestran las distribuciones para galaxias tempranas (Sab), que representan $\sim 40\%$ del total de la muestra limitada por volumen, mientras que del lado derecho se muestran las de las galaxias tardías (Scd), correspondientes a $\sim 25\%$ de la muestra. Podemos notar que para galaxias de tipo temprano, todavía no se observa una diferencia importante en el cociente B/T , con lo cual no hemos eliminado codependencias de otras propiedades con dicho valor. Sin embargo, la distribución de B/T para tipos tardíos es similar para ambas submuestras, con lo que, de ahora en adelante, cualquier diferencia que encontremos entre galaxias LSB y HSB de tipo tardío no se puede deber a las diferencias con la fracción B/T , si no que se deben a que son sistemas con j_* y λ altas.

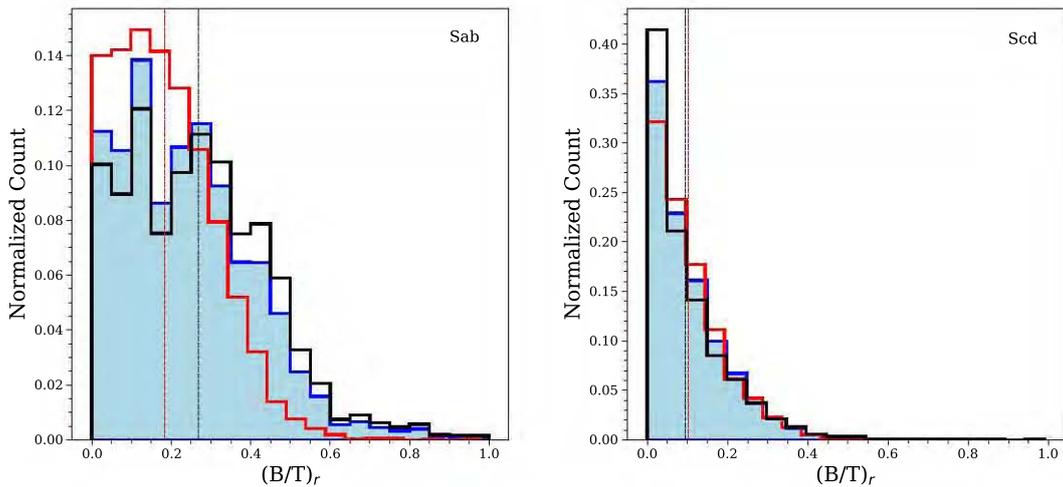


Figura 4.3: *Izquierda:* distribución del cociente bulbo-total para galaxias de tipo temprano (Sab) en la muestra limitada por volumen para LSB (rojo) y HSB (negro). *Derecha:* Misma gráfica, pero para galaxias de tipo tardío (Scd). En ambos casos, el color azul corresponde a la distribución de $(B/T)_r$ para toda la muestra. Adicionalmente, la línea vertical punteada indica el valor promedio para cada submuestra.

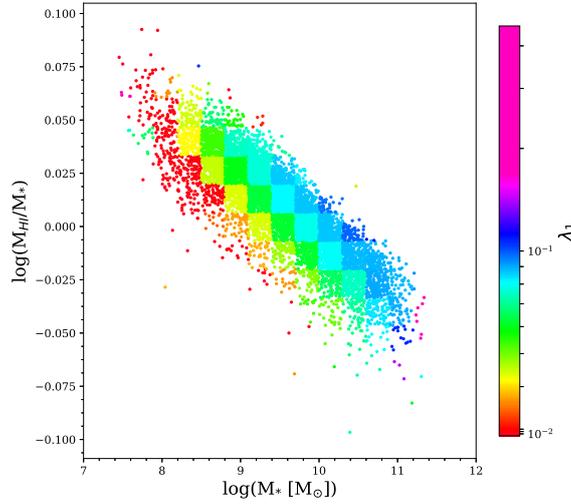


Figura 4.4: Mapa de la fracción de gas vs masa estelar, de todas las galaxias de las muestras de control, codificada por colores para diferentes valores de λ_1 . Se observa un comportamiento similar al obtenido por Huang et al. 2012 (Fig. 1.17).

4.3. Espín y fracciones de gas.

Respecto al contenido de gas, Huang et al. (2012⁴⁹) utilizan información del catálogo ALFALFA $\alpha.40$ para estudiar las trazas evolutivas a partir de la SFR y cómo esta es regulada por el contenido de HI. En particular, se encuentra que para una masa estelar dada, las galaxias con una mayor fracción de gas residen preferentemente en halos de materia oscura con alto parámetro de espín. La forma en que Huang et al. (2012) calculan el parámetro de espín es a través de la ec. 3.16. El diagrama obtenido por estos autores se puede ver en la Fig. 1.17. Dado que la muestra utilizada por ellos corresponde al 40% del catálogo completo, conviene entonces investigar si este comportamiento se mantiene para la muestra de ALFALFA $\alpha.100$ (Haynes et al. 2018⁴³) utilizada por nosotros para la construcción de las muestras de control (Cap. 2).

Al igual que en Huang et al. (2012), en la Fig. 4.4, se hace un mapeo de $\log(M_{\text{HI}}/M_*)$ como función de la masa estelar, el cual se divide en una malla codificada por colores. Estos últimos representan el valor promedio del espín, obtenido con la ec. 3.16, de todas las galaxias que caen en ese elemento de la malla. En esta gráfica se encuentran todas las galaxias (LSB y HSB) de las muestras de control, que son aquellas que presentan información sobre la fracción de HI de cada galaxia. Podemos observar que se obtiene un resultado similar al de Huang et al. (2012), es decir, el valor promedio de λ_1 aumenta para aquellas galaxias con mayor contenido de gas a una masa estelar fija. Este resultado va en línea con aquellos presentados por Cervantes Sodi & Hernández (2009¹⁸) y Leisman et al. (2017⁶⁹).

Podemos observar de la fig. 4.4 que, por el contrario, los sistemas con bajo valor de λ_1 presentan típicamente bajas fracciones de gas, en comparación con aquellos con alto λ . También se puede apreciar que el cambio en el valor del espín es más notorio para galaxias con $\log(M_*) \lesssim 10$. Por tanto, podemos concluir que para una masa estelar fija, el espín es una cantidad que influye considerablemente en las propiedades intrínsecas de una galaxia, tal como lo es la fracción de gas. A diferencia de las galaxias HSB, las LSB son más extendidas; al estar repartido sobre un área mayor, el gas no alcanza una densidad lo suficientemente alta como para dar inicio a procesos de formación estelar de manera eficiente, dando lugar a un gran contenido de gas no procesado.

Capítulo 5

Resultados

5.1. Medio Ambiente

Para estudiar las propiedades asociadas al medio ambiente y la estructura a gran escala en torno de las galaxias LSB, se incorpora la información proveniente de los respectivos catálogos de Tempel et al. (2014a¹²⁰ y 2014b¹²¹). Como resultado, la submuestra que permite estudiar el medio ambiente se reduce a un total de 54,474 galaxias, dividida en 17,949 LSBs y 36,525 HSBs. Posteriormente se obtienen los valores promedio de la distancia al filamento más cercano d_{fil} . Estos resultados pueden apreciarse en la columna 1 de la Tabla 5.1, donde se compara el valor promedio de d_{fil} entre LSB y HSB. La última fila corresponde al resultado de aplicar una prueba KS a las diferentes distribuciones. En el caso de la distancia al filamento más cercano, el valor p de la prueba es igual a 0.044. Se observa que el promedio de la distancia al filamento más cercano de las LSB es marginalmente mayor que el encontrado para las HSB.

Type	d_{fil} h ⁻¹ Mpc	den(1) h ³ Mpc ⁻³	den(2) h ³ Mpc ⁻³	den(4) h ³ Mpc ⁻³	den(8) h ³ Mpc ⁻³
LSB	2.444 ± 2.56	75.880 ± 86.79	18.165 ± 24.16	5.802 ± 6.51	2.591 ± 2.09
HSB	2.421 ± 2.57	83.031 ± 101.50	19.958 ± 28.35	6.180 ± 7.39	2.662 ± 2.24
p -value	0.044	<0.001	<0.001	0.001	0.012

Tabla 5.1: Valores promedio encontrados para el medio ambiente de la muestra limitada por volumen, obtenidos directamente con los datos de Tempel et al. 2014a¹²⁰ y 2014b.¹²¹

Adicionalmente en la Fig. 5.1, se grafica el logaritmo base 10 de la distancia al filamento más cercano como función del logaritmo de la masa estelar; los datos son divididos en *bins* y los puntos corresponden a la mediana de cada *bin*, con sus respectivas barras de error calculadas a partir de un procedimiento Bootstrap-Resampling, con el objetivo de eliminar cualquier dependencia con la masa. A masa estelar fija, no se observa una tendencia clara, sin embargo, al segregar por tipo morfológico (Fig. 5.2), se observa una tendencia de encontrar a las galaxias LSB a una distancia mayor que las HSB, en especial para las de tipo temprano. Esto puede explicarse en base a lo propuesto por Rosenbaum et al. (2009¹⁰⁷), quienes proponen que las galaxias LSB se forman en regiones de baja densidad, por ejemplo, *voids*, y por efecto del colapso gravitacional, estos sistemas migran a las regiones externas de los filamentos, donde los encontramos al tiempo actual. En cambio, las HSB deben formarse en regiones mas densas, y el colapso gravitacional las ha llevado a las regiones más densas de los filamentos y los *sheets*.

De manera complementaria, en las columnas 2-4 de la Tabla 5.1 también se muestra el valor promedio para las cuatro escalas de atenuación de den(a). Se observa que en todas las escalas, la densidad del medio circundante es menor para LSB que para HSB. Los resultados de las diferentes pruebas KS se muestran también en la última fila de la Tabla 5.1, con lo cual se demuestra que las distribuciones de las diferentes

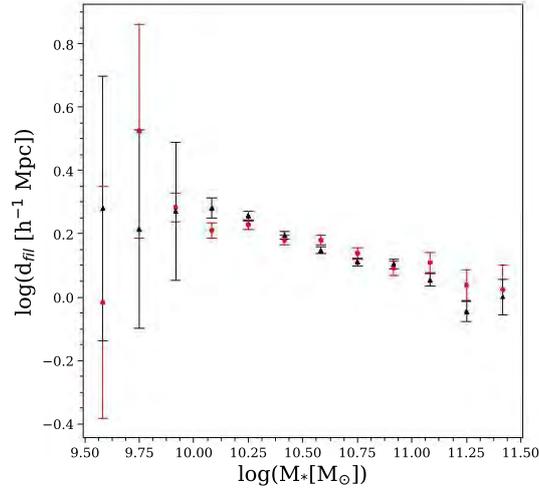


Figura 5.1: Logaritmo base 10 de la distancia al filamento más cercano como función de la masa estelar, para la muestra limitada por volumen.

densidades son estadísticamente diferentes, por lo que, exploramos este indicio a mayor profundidad. La diferencia del promedio de la densidad entre LSB y HSB, a pesar de ser estadísticamente diferente, puede estar influenciada por tendencias tanto con la masa estelar como con el tipo morfológico, por lo que revisaremos la densidad en función de la masa estelar.

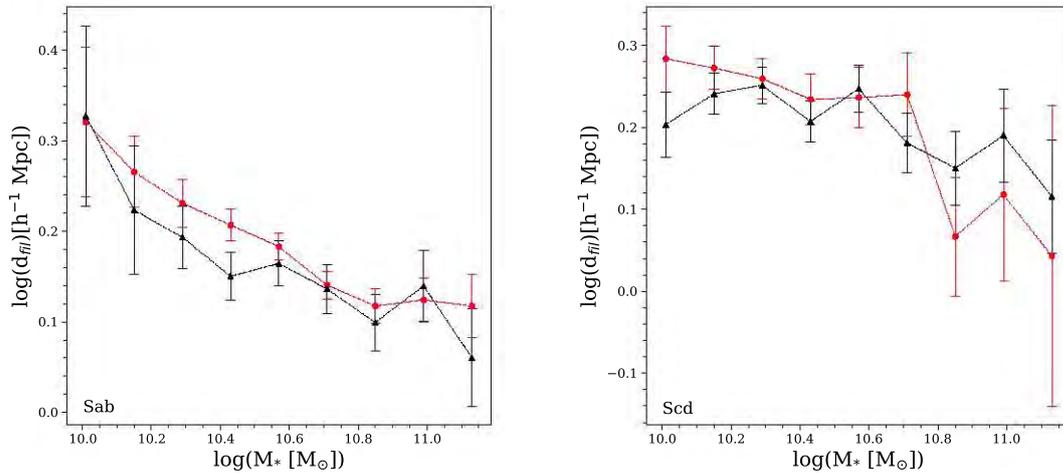


Figura 5.2: *Izquierda:* Logaritmo base 10 de la distancia al filamento más cercano como función de la masa estelar, para galaxias LSB (rojo) y HSB (negro) de tipo temprano. *Derecha:* Misma figura, pero para galaxias de tipo tardío.

La fig. 5.3 muestra una gráfica de $\log den(a)$, que representa la densidad del medio ambiente de las galaxias medida a diferentes escalas de atenuación $a = 1, 2, 4$, y $8 h^{-1}$ Mpc, como función de $\log(M_*)$. En este conjunto de gráficas, no se observan diferencias apreciables entre galaxias LSB y HSB. Dado que los diferentes estimados de la densidad brindan la misma información, exploramos si existe alguna diferencia en la densidad segregando por tipo morfológico y empleando únicamente la densidad para $a = 1$. En este

caso, se observa que las diferencias en la densidad son más importantes para galaxias de tipo tardío, en donde las LSB tienden a estar en medios ambientes menos densos, como se reporta en la literatura (e.g., Rosenbaum et al. 2009¹⁰⁷).

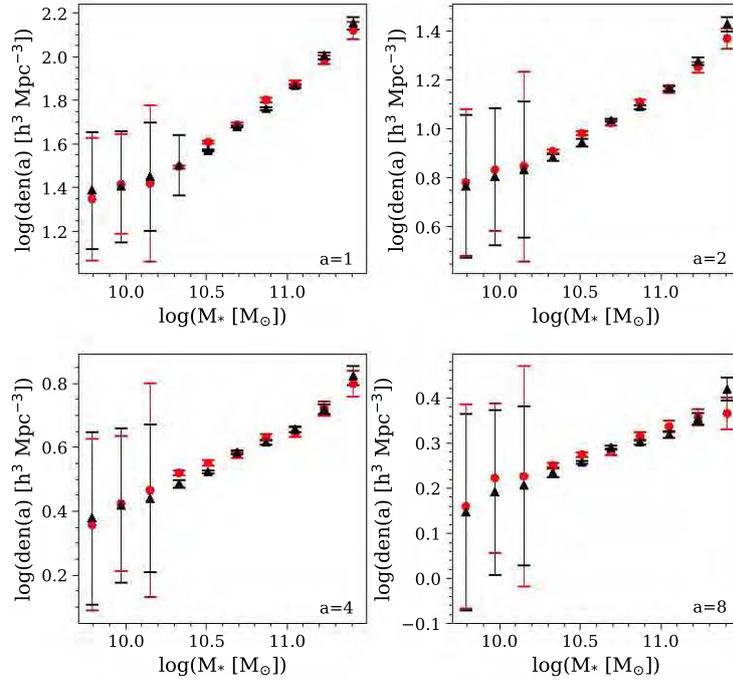


Figura 5.3: Logaritmo de la densidad del medio ambiente $den(a)$ como función de la masa estelar, para las cuatro escalas de atenuación a . Los puntos rojos y los triángulos negros representan las galaxias LSB y HSB respectivamente.

Type	$\ln(2+\delta)$	$P(void)$	$P(sheet)$	$P(fil)$	$P(cluster)$
LSB	1.421 ± 0.76	0.008 ± 0.05	0.201 ± 0.25	0.582 ± 0.29	0.201 ± 0.25
HSB	1.434 ± 0.79	0.010 ± 0.05	0.200 ± 0.25	0.570 ± 0.30	0.223 ± 0.26
p-value	0.053	0.046	0.025	<0.001	0.003

Tabla 5.2: Valores promedio de la probabilidad de que una galaxia se encuentre sobre una estructura dada.

Podemos comparar los resultados obtenidos para el medio ambiente y la estructura a gran escala mediante los catálogos de Tempel et al. (2014a, 2014b), con los valores de la sobredensidad δ y las probabilidades de que una galaxia se encuentre en alguna de las estructuras a gran escala tomadas del catálogo de Jasche et al. (2010⁵⁵). Estos resultados se presentan en la Tabla 5.2, donde la columna 1 muestra el valor promedio de la sobredensidad $\ln(2 + \delta)$, mientras que las columnas 2-4 listan las probabilidades P para que una galaxia se encuentre en alguna de las estructuras de gran escala (*voids*, *sheets*, *filaments* y *clusters*). La última fila corresponde al resultado de las pruebas KS aplicadas a cada una de las distribuciones. De nuevo, se observa que las galaxias LSB tienden a encontrarse en medios ambientes de baja densidad; nótese que las diferencias en los valores promedio, son significativas, pero marginales. Si además consideramos que, una galaxia pertenece a alguna de las estructuras de gran escala

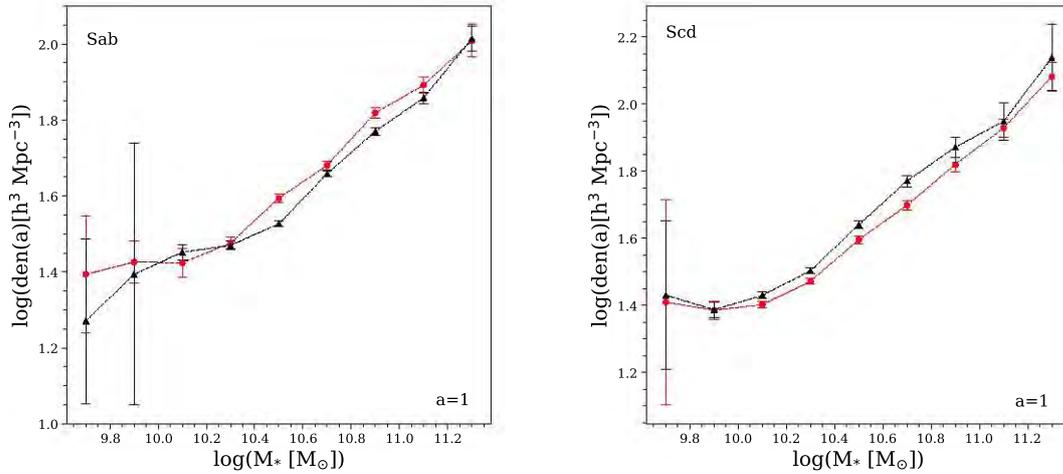


Figura 5.4: *Izquierda:* Logaritmo base 10 de la densidad del medio ambiente como función de la masa estelar, para galaxias LSB (rojo) y HSB (negro) de tipo temprano. *Derecha:* Misma figura, pero para galaxias de tipo tardío. En ambos casos, se considera la densidad correspondiente a $a = 1 \text{ h}^{-1} \text{ Mpc}$.

cuando la probabilidad de hallarse en dicha estructura es $P > 0.5$, dado que el porcentaje de galaxias que se encuentran en cada una de ellas, tanto para LSB como HSB es el mismo, se puede concluir entonces que el medio ambiente a gran escala tiene un menor impacto que el medio ambiente local, en las propiedades de las galaxias LSB y HSB.

5.2. Razón masa estelar-masa del halo

De la información disponible en la muestra limitada por volumen se obtiene la razón $f_n = M_*/M_H$, donde el subíndice $n = 2, \dots, 5$ indica que la fracción ha sido calculada a partir de uno de los cinco métodos de estimación de la masa del halo de materia oscura descritos en el capítulo 3:

1. Razón constante (Hernández & Cervantes-Sodi 2006⁴⁴).
2. Razón escalada con la densidad (Gnedin et al. 2007³⁷).
3. Relación $v_{rot}-v_H$ (Papastergis et al. 2011,⁹⁰ Klypin et al. 2011⁶³).
4. Modelo de ocupación de halos. (Hudson et al. 2015⁵²).
5. Catálogo de grupos (Yang et al. 2007¹³³).

Las distribuciones para la muestra limitada por volumen de cada fracción de masa se observan en la Fig. 5.5; las líneas verticales representan los valores promedio de las estimaciones f_n obtenidos para los diferentes resultados de M_H , tanto para las LSB como HSB. Los resultados de las pruebas KS se despliegan en la parte superior izquierda de cada panel; para todos los casos, se observa que las diferencias entre LSB y HSB son significativas.

En las muestras de control se repite el mismo procedimiento, para obtener las fracciones f_n con las diferentes estimaciones de la masa del halo. El cálculo de las fracciones solo es distinto entre ambas submuestras en el caso de f_3 , para la que la estimación de la masa del halo depende de la velocidad de rotación del disco (ver Cap. 3, sec. 3.1.3). Nótese además, que para las muestras de control la velocidad de rotación se mide directamente. La distribución de f_3 se despliega en la Fig. 5.6. El resultado de la prueba KS para f_3 permite comparar estos resultados; se observa que no es posible determinar si las

diferencias entre los valores obtenidos para LSB y HSB son estadísticamente significativas.

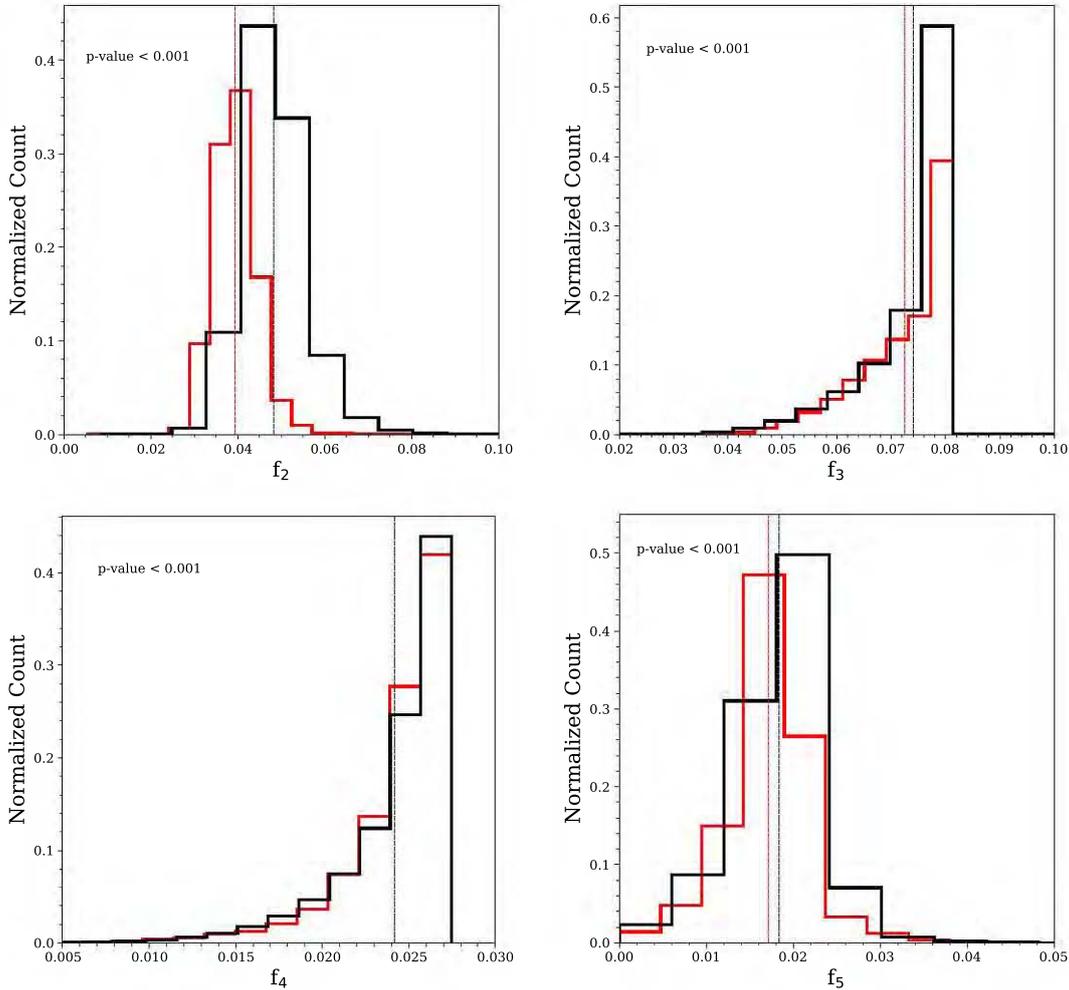


Figura 5.5: Distribuciones de la razón masa estelar-masa del halo para galaxias LSB (rojo) y HSB (negro) de la muestra limitada por volumen, correspondientes a las estimaciones 2,3,4 y 5 de la masa del halo. Las líneas verticales indican el valor promedio de f para cada estimación, siguiendo el mismo código de colores.

Cabe aclarar que, en este trabajo, se utilizaron diferentes estimaciones para la masa del halo con el objetivo de identificar si existe alguna tendencia sistemática entre galaxias LSB y HSB. Además, un importante resultado es que estas diferencias siempre son consistentes entre sí, independientemente del método utilizado. En las figuras 5.5 y 5.6, podemos observar que, para todas las estimaciones, la razón M_*/M_H en las galaxias es menor en las galaxias LSB que en las HSB, confirmando los resultados previamente obtenidos por diferentes autores (p.e. Pickering et al. 1997;⁹⁶ McGaugh et al. 2001⁷⁷). La Fig. 5.7 muestra una comparación entre los valores obtenidos para f_n obtenida con cada una de las diferentes estimaciones de la masa del halo, para LSB y HSB. Se observa que hay una dispersión importante en estos promedios, y que en los casos en que la diferencia entre LSB y HSB es notable ($n=1,3$ y 5), las LSB tienden a tener promedios de f_n menores.

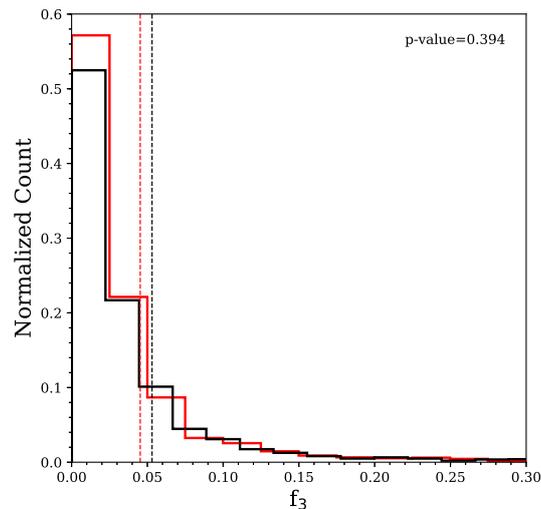


Figura 5.6: Distribución de la razón masa estelar-masa del halo para las muestras de control correspondiente a la estimación 3 de la masa del halo, que depende de la velocidad de rotación.

5.3. Galaxias en Grupos y Tiempos de Ensamblaje del Halo

A partir del catálogo de grupos de Yang et al. (2007¹³³), es posible distinguir qué galaxias en la muestra forman parte de un grupo en particular, o bien, si se encuentran aisladas. Más aún, el catálogo de Yang et al. (2007) permite determinar qué galaxias en la muestra pueden ser consideradas como centrales o satélites. Para un mismo grupo se obtiene, directamente del catálogo, cuál es la galaxia más luminosa, así como la galaxia más masiva, que no necesariamente debe ser la misma. En este caso, consideramos como galaxia central a la galaxia más masiva. Tomando aquellas galaxias con masa del halo bien determinada, la muestra limitada por volumen muestra las siguientes subdivisiones:

- 19,898 (40%) galaxias LSB, de las cuales:
 - 15,602 (78%) son galaxias centrales
 - 13,526 (87%) aisladas
 - 2,076 (13%) no aisladas
 - 4,296 (22%) galaxias satélite
- 40,212 (60%) galaxias HSB, de las cuales:
 - 30,684 (76%) son galaxias centrales
 - 25,200 (82%) aisladas
 - 5,484 (18%) no aisladas
 - 9,528 (24%) galaxias satélite.

Podemos notar que, de toda la muestra de galaxias LSB, una fracción considerable corresponde a galaxias centrales, de las cuales, $\sim 90\%$ se encuentran aisladas; para las HSB, la fracción de galaxias centrales aisladas es menor. En cuanto a las galaxias satélites, se observa lo opuesto, es decir que la fracción de LSB es del 22%, menor que la de las HSB. De este modo, podemos interpretar estos valores como una confirmación de que las galaxias LSB son sistemas que se encuentran preferentemente en ambientes relativamente aislados.

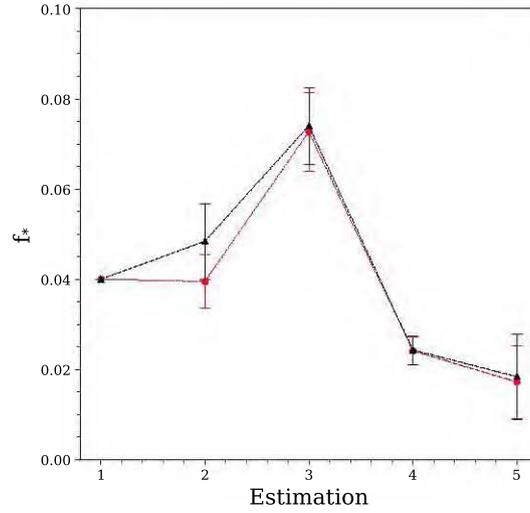


Figura 5.7: Comparación entre los valores obtenidos para la fracción f_n considerando los cinco diferentes estimados descritos en el capítulo 3.

Con el objetivo de explorar el estado evolutivo de las galaxias de la muestra, buscamos ahora dar una aproximación al tiempo de ensamblaje del halo principal dentro del cual residen las galaxias aisladas, o bien, los grupos. Para ello, usamos la aproximación de Lim et al. (2016⁷¹), definida anteriormente (Cap. 3) como $f_c \equiv \frac{M_{*,c}}{M_H}$. La Fig. 5.8 muestra la distribución de $\log(f_c)$ para galaxias centrales en el panel izquierdo y galaxias satélites en el derecho; los valores grandes de f_c representan un tiempo de ensamblaje temprano. De nuevo, la línea vertical corresponde al valor promedio obtenido para LSB y HSB.

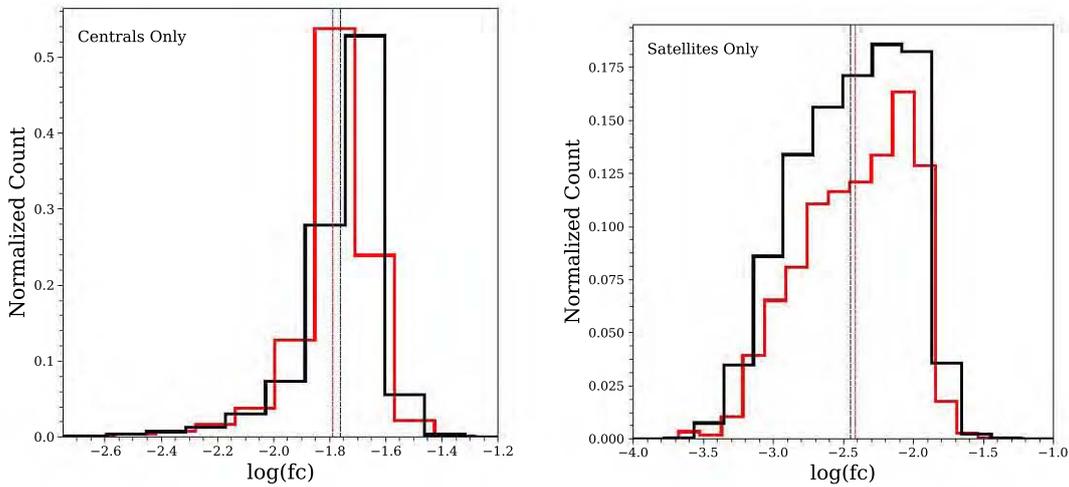


Figura 5.8: *Izquierda:* distribuciones del tiempo de ensamblaje para galaxias centrales LSB (rojo) y HSB (negro) en la muestra limitada por volumen. *Derecha:* misma figura, pero para galaxias satélites. En ambos casos, las líneas verticales representan el valor promedio de $\log(f_c)$ para LSB y HSB, manteniendo la convención en los colores.

Se observa que, para las galaxias LSB centrales, el valor $\log(f_c)$ es menor que el de las HSB; esto quiere decir que las galaxias HSB ensamblaron su halo en épocas anteriores. Esto es consistente con estudios presentados, por ejemplo, por Lim et al. (2016⁷¹), quienes establecen que las galaxias con halos masivos

se ensamblan en tiempos posteriores. Como se mostró previamente en este capítulo, las galaxias LSB tienen un menor cociente M_*/M_H , por lo que podemos interpretar este resultado como una confirmación de que las galaxias LSB se encuentran en una fase evolutiva diferente a las HSB, y en la cual todavía pudieran encontrarse en proceso de formación.

En el caso de las galaxias satélite podemos observar una tendencia inversa, en donde las LSB parecen formarse antes que las HSB. Sin embargo esto no contradice necesariamente el resultado para las galaxias centrales. Jimenez et al. (1998⁵⁶) deduce, a partir de observaciones fotométricas de las galaxias LSB, que la formación estelar puede comenzar cerca de 2 Gyr antes de que el halo termine de ensamblarse, esta discrepancia entre épocas, indica que la formación estelar comienza antes de que el halo sea ensamblado, lo cual es consistente con los modelos de formación jerárquica.⁷¹

Type	$\log f_c$	(u-r)	$\log M_*$
LSB	-1.788 ± 0.16	2.072 ± 1.25	10.559 ± 0.30
HSB	-1.760 ± 0.16	2.172 ± 0.95	10.632 ± 0.28
LSB	-2.417 ± 0.41	2.112 ± 0.99	10.524 ± 0.26
HSB	-2.448 ± 0.41	2.226 ± 0.92	10.590 ± 0.29

Tabla 5.3: *Pánel superior:* promedios del tiempo de ensamblaje, color y masa estelar, para las galaxias centrales en la muestra limitada por volumen. *Pánel inferior:* mismas cantidades promedio, pero para las galaxias satélite.

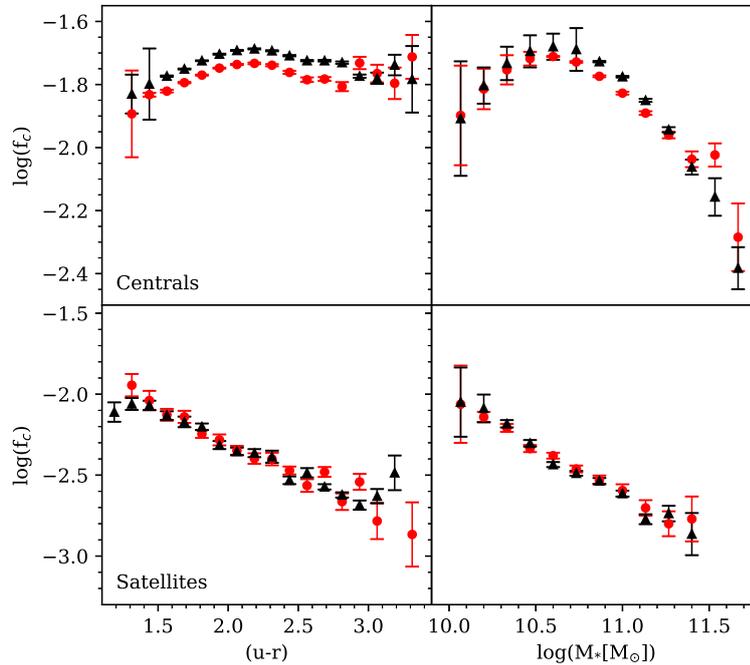


Figura 5.9: *Páneles superiores:* mediana del tiempo de ensamblaje como función del color (izquierda) y la masa estelar (derecha), de galaxias centrales LSB (rojo) y HSB (negro). *Páneles inferiores:* Misma figura, pero para las galaxias satélite.

Por otro lado, Lim et al. (2016) encontraron que f_c depende fuertemente tanto de la masa estelar

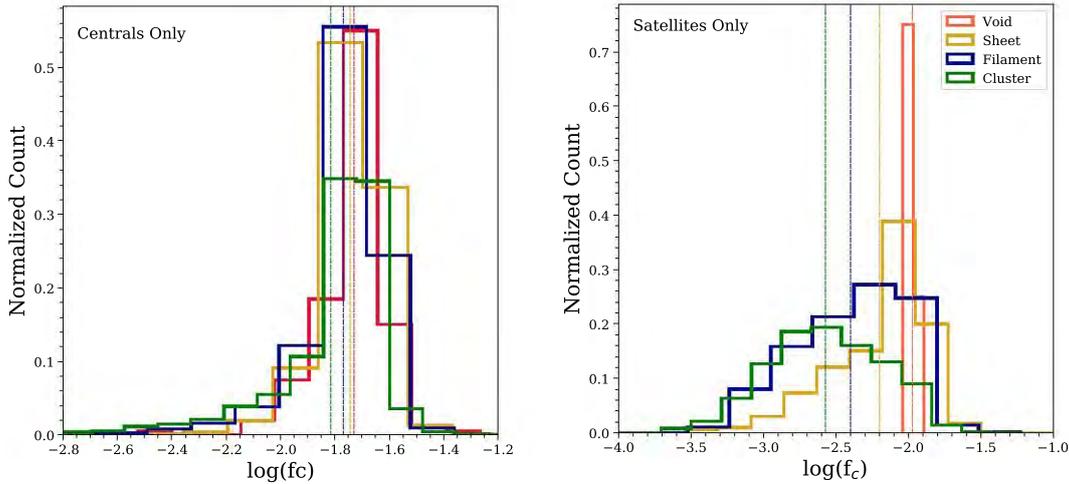


Figura 5.10: Distribución del tiempo de ensamblaje de la muestra limitada por volumen para galaxias centrales (izquierda) y satélites (derecha), para las diferentes estructuras a gran escala.

como del color, por lo que deseamos comparar los objetos de la muestra limitada por volumen a color y masa constantes, para ver si estas diferencias en los tiempos de ensamblaje se mantienen. En la Fig. 5.9 se muestra un mosaico del tiempo de ensamblaje f_c como función del color ($u-r$) del lado izquierdo y de la masa estelar M_* del lado derecho. La parte superior del mosaico corresponde a las galaxias centrales, mientras que la parte inferior a las satélites. De nuevo, las muestras se dividen en *bins*, de manera que los puntos representan la mediana de $\log(f_c)$ en cada *bin*, y las barras de error se obtienen a través de un procedimiento bootstrap.

Podemos observar que, a medida que nos movemos de sistemas con baja masa estelar a sistemas con alta masa estelar, el valor de $\log(f_c)$ decrece tanto para galaxias centrales como satélites, lo cual indica que los halos que previamente ensamblaron la mitad de su halo actual, contienen galaxias con discos menos masivos que los halos que se ensamblaron en épocas posteriores, lo que es de esperarse en un contexto de formación jerárquico. A una masa estelar fija, para galaxias centrales con $\log(M_*) < 11.25$, las galaxias LSB tienen sistemáticamente valores más bajos de $\log(f_c)$ que las galaxias HSB, lo que indica que el halo de estas últimas se forma en épocas anteriores. Esta diferencia es aún mayor si analizamos f_c como función del color para galaxias centrales. Las diferencias de f_c entre galaxias LSB y HSB satélites no son conclusivas.

Finalmente en la Fig. 5.10 se muestran en diferentes colores, las distribuciones del tiempo de ensamblaje del halo $\log(f_c)$ para las diferentes estructuras a gran escala. En el lado izquierdo se muestran estas distribuciones para las galaxias centrales, mientras que del lado derecho, las de galaxias satélites. Las líneas verticales representan el valor promedio del tiempo de ensamblaje del halo para cada estructura. Ambas gráficas corresponden a la muestra limitada por volumen. Podemos observar en ambos casos que el tiempo de ensamblaje promedio va disminuyendo sistemáticamente para cada estructura, progresivamente de *voids*, *sheets*, *filaments* y *clusters*, estos últimos tienen el valor más bajo para $\log(f_c)$, similar a los resultados presentados por Hahn et al. (2007b⁴¹). Esto significa que las galaxias que residen en *clusters* ensamblan la mitad de su halo en épocas posteriores, por lo que debe haber algún efecto que les impida continuar acretaando material. Wang et al. (2007¹²⁵) sugiere que la supervivencia de estos halos viejos pudiera estar relacionada con la temperatura del flujo circundante.

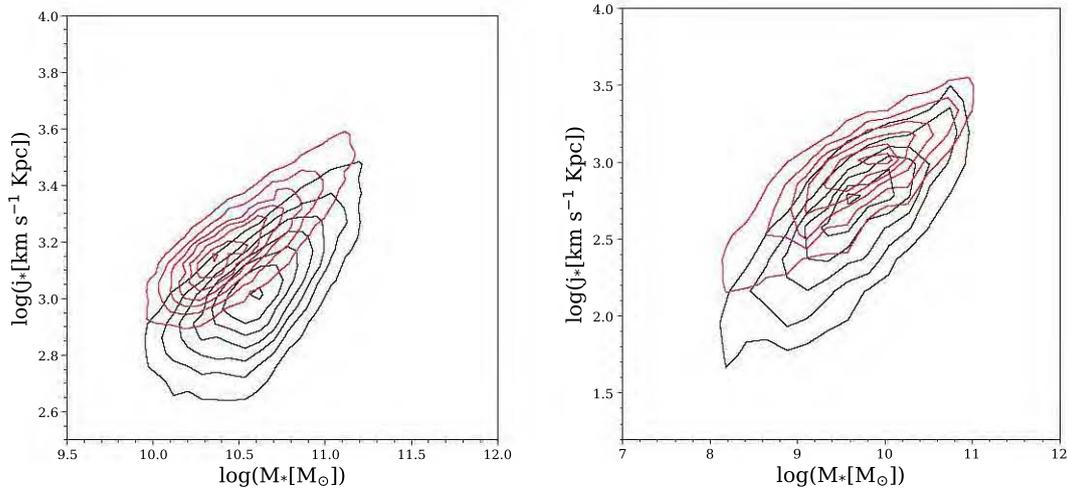


Figura 5.11: *Izquierda:* contornos de densidad para j_* , graficados como función de la masa estelar, para galaxias LSB (rojo) y HSB (negro), correspondiente a la muestra limitada por volumen. *Derecha:* Misma figura, pero para las muestras de control. En ambos casos, cada nivel encierra $\sim 15\%$ de los datos en las muestras. Se observa que a una masa dada, las galaxias LSB presentan un valor mas alto para j_* .

5.4. Momento Angular Específico

En esta sección, se busca caracterizar el momento angular específico j_* (medido en km/s kpc), con el objetivo de comparar las diferencias entre las galaxias LSB y HSB de la muestra. Para ello, utilizaremos tanto la muestra limitada por volumen, en la cual, la velocidad se determina de la relación TF, como las muestras de control que contienen información cinemática.

Dado que las galaxias espirales se encuentran dominadas por un disco (McGaugh et al. 1997⁷⁶), es común encontrar en la literatura (e.g., Hernández & Cervantes-Sodi 2006⁴⁴) que j_* denota el momento angular específico asociado al disco. Sin embargo, dado que las muestras poseen información sobre la descomposición bulbo+disco obtenida del catálogo de Simard et al. (2011), es posible considerar ambas contribuciones. Como se demostró anteriormente (ver Cap. 4), prácticamente todas las galaxias de la muestra se encuentran dominadas por un disco, por ello, la inclusión de la contribución del bulbo no cambia los resultados obtenidos, pero sí mejora la precisión en las aproximaciones.

El momento angular específico de la componente del bulbo, disco y total se encuentran a partir de las ecs. 3.13, 3.12 y 3.14, respectivamente, como

$$j_d = 2v_{rot}R_d \quad j_b = 3.03v_sR_e \quad j_* = f_b j_b + (1 - f_b)j_d.$$

En la Fig. 5.11, se grafica el momento angular específico como función de la masa estelar, para la muestra limitada por volumen y las muestras de control. En ambos casos los contornos representan qué tan concentrados están los puntos de la muestra, cada nivel corresponde a $\sim 15\%$ de los datos en cada muestra. Podemos observar que, para una masa dada, las galaxias LSB tienen sistemáticamente un valor del momento angular mayor que en las HSB, lo cual favorece la hipótesis de que las galaxias LSB están caracterizadas por tener valores altos del momento angular, el cual dispersa sus estrellas en un área mayor y, de este modo, se justifica su bajo brillo superficial. Al efectuar las pruebas KS correspondientes entre las distribuciones de j_* , en ambos casos se obtiene un resultado menor que 0.001, lo cual indica que ambas distribuciones son diferentes y que, por tanto, sus diferencias son significativas.

Similarmente, en la Fig. 5.12 se muestran los mismos contornos que en la Fig. 5.11, segregados por tipo morfológico, ya que se espera que las galaxias de tipo tardío tengan valores de j_* mayores, por lo que,

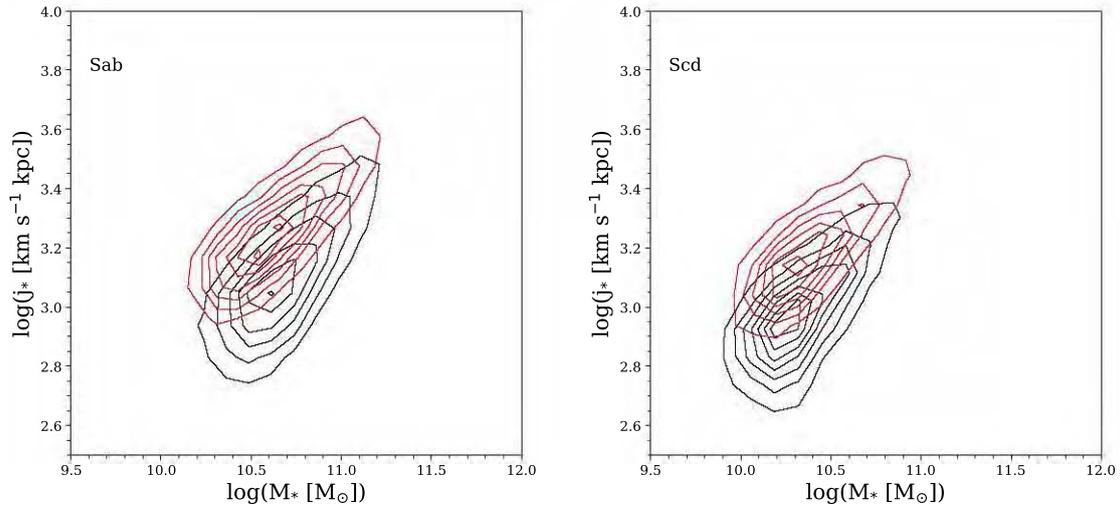


Figura 5.12: *Izquierda:* contornos de densidad para j_* , graficados como función de la masa estelar, para objetos de tipo temprano LSB (rojo) y HSB (negro). *Derecha:* misma figura, pero para galaxias de tipo tardío. En ambos casos, cada nivel encierra $\sim 15\%$ de los datos en las muestras. De nuevo, se observa que a una masa dada, las galaxias LSB presentan un valor más alto para j_* .

para garantizar que las diferencias en el plano j_* - $\log(M_*)$ se deba a si son LSB o HSB, reproducimos el experimento segregando por tipo morfológico, encontrando que, aún en estas submuestras, los dos grupos de galaxias ocupan regiones diferentes en este plano.

5.4.1. Momento angular y Medio ambiente

Una vez caracterizado el momento angular específico de las galaxias en las muestras, buscamos explorar si existe alguna relación entre este y el medio ambiente en el cual residen las galaxias, particularmente, considerando las características de la estructura a gran escala del universo, así como la densidad del medio circundante.

Primero, del catálogo de Tempel et al. (2014a¹²⁰) se toman los valores de la distancia al filamento más cercano d_{fil} y se comparan con el valor de j_* . En la figura 5.13 se grafica el logaritmo del momento angular específico como función del logaritmo de la distancia al filamento más cercano. De nuevo, los datos son divididos en *bins* y los puntos de la gráfica corresponden a la mediana de cada *bin*, y las barras de error se calculan a partir de un procedimiento Bootstrap-Resampling. Los paneles izquierdo y derecho de la Fig. 5.13 muestran estos valores para la muestra limitada por volumen y las muestras de control, respectivamente. En ambos casos, no se observa una dependencia de j_* con la distancia al filamento más cercano, lo que significa que el momento angular no depende de qué tan cerca esté un halo de un filamento. Sin embargo, para una distancia al filamento dada, las galaxias LSB muestran valores más altos de j_* . Este resultado es compatible con resultados recientes; por ejemplo, Lee et al. (2018⁶⁸), utilizando los datos de MaNGA de 1830 galaxias, encuentran que el espín no depende de las condiciones ambientales, particularmente de la densidad.

Este último punto lo exploramos de manera más directa en las figuras 5.14 y 5.15. En ellas se muestra, para la muestra limitada por volumen y las muestras de control, respectivamente, el logaritmo de j_* , pero esta vez como función del logaritmo de la densidad del medio ambiente a diferentes escalas de atenuación, obtenida del catálogo de grupos de Tempel et al. (2014b). Los puntos en cada panel y sus barras de error se obtienen de igual manera que antes, dividiendo en *bins* y haciendo un procedimiento de Bootstrap Resampling. Los paneles corresponden a diferentes escalas de atenuación ($a = 1, 2, 4, 8 \text{ h}^{-1} \text{ Mpc}$). En los

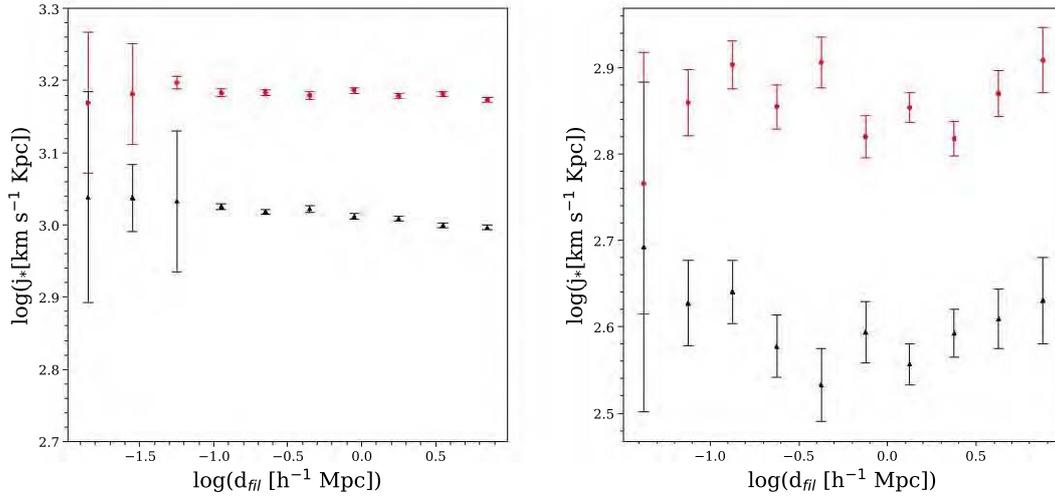


Figura 5.13: *Izquierda:* Mediana de j_* como función de $\log(d_{\text{fil}})$ para galaxias LSB (rojo) y HSB (negro), correspondiente a la muestra limitada por volumen. *Derecha:* Misma gráfica, pero para las muestras de control.

cuatro casos, para valores pequeños de la densidad, se ve una tendencia a que el momento angular crezca al aumentar la densidad, y posteriormente se mantiene constante para valores grandes. Esta tendencia se ve más clara para las dos escalas de atenuación más pequeñas, 1 y 2 h^{-1} Mpc. En los cuatro paneles se muestra, de nueva cuenta, que el momento angular específico es sistemáticamente mayor para LSB que para las HSB.

Esto quiere decir que el momento angular se ve afectado por el medio ambiente local, debido a interacciones tanto gravitacionales como hidrodinámicas con galaxias cercanas (e.g. Cervantes Sodi et al. 2008;¹⁷ Cervantes Sodi et al. 2010¹⁹). En particular, es ampliamente aceptado que los fenómenos de fusión son los responsables de la formación de halos con poca rotación (bajo j) a través de fricción dinámica, que mueve eficientemente al material con alto momento angular hacia las regiones exteriores, y/o a través de la eliminación del gas del disco mediante la presión *ram* y las colas de marea (Lagos et al. 2018⁶⁶). De este modo, es posible concluir que el medio ambiente a gran escala también afecta el momento angular (y, por ende, el espín) de las galaxias, aunque en menor cantidad que el ambiente local.

Finalmente, en la Fig. 5.16 se muestran las distribuciones del momento angular específico j_* ; cada línea de color representa a las galaxias que se encuentran en alguna de las estructuras a gran escala, de acuerdo con el valor de la probabilidad dada en el catálogo de Jasche et al. (2010⁵⁵). Las líneas verticales corresponden al valor promedio de j_* para diferentes estructuras. Podemos observar que, tanto para la muestra limitada por volumen como las muestras de control, el valor promedio de j_* aumenta de manera progresiva, entre galaxias que se encuentran en *voids*, *sheets*, *filaments* y *clusters*. Este resultado tiene un sentido físico importante, que requiere de un análisis especial.

En el trabajo de Prieto et al. (2015¹⁰¹), se estudia el origen del espín de las galaxias por medio de simulaciones hidrodinámicas a partir de condiciones iniciales cosmológicas. Se encuentra que inicialmente la orientación y la magnitud del espín están bien descritas por la teoría de adquisición por fuerzas de marea, pero después son determinadas por la historia de acreción de cada halo. De esta manera los halos en el centro de los *clusters* tendrán menor momento angular que aquellos que se encuentran en el centro de los filamentos. El material acretado converge hacia un *cluster* desde diferentes direcciones a lo largo de los filamentos. La primera generación de halos se forma con este mecanismo, que les provee un momento angular (o espín) paralelo a la dirección del filamento. A medida que se van fusionando los diferentes subhalos a través de los filamentos que convergen hacia un *cluster*, también se va cancelando el momento

angular del halo principal, debido a que alrededor del *cluster* los filamentos tienen orientaciones aleatorias.

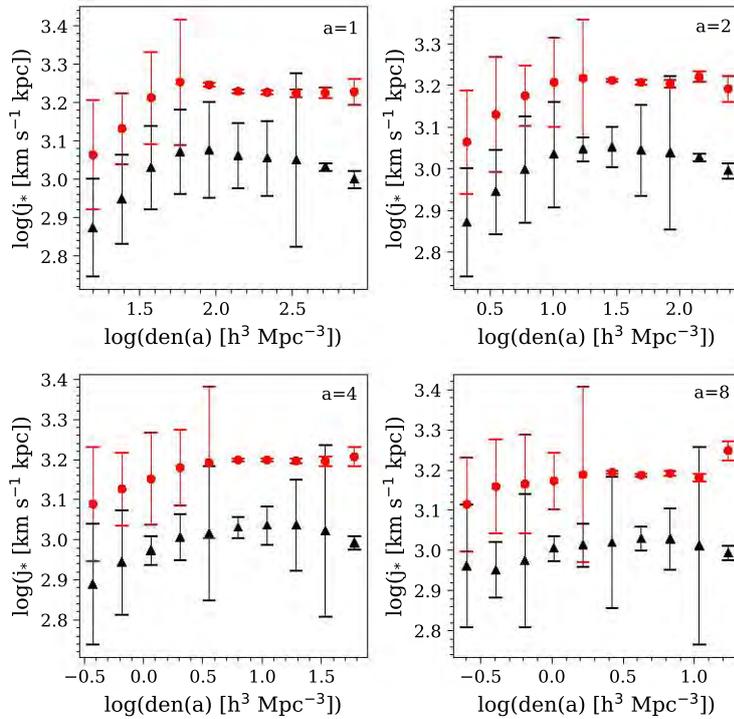


Figura 5.14: Mediana de $\log(j_*)$ como función de $\log(\text{den}(a))$ para diferentes escalas de atenuación, en las galaxias LSB (rojo) y HSB (negro) de la muestra limitada por volumen.

A pesar de ello, en la Fig. 5.16 observamos una tendencia completamente opuesta a lo establecido por Prieto et al. (2015). Algunos autores, como Pichon et al. (2011⁹⁵) y Codis et al. (2012²³) proponen que, si bien la acreción de material puede cancelar el momento angular del halo principal, esto sólo sería válido en etapas del universo equivalentes a $z \sim 2$, y que los halos a z menor adquieren momento angular mediante flujos cósmicos a gran escala. Por tanto, dado que nuestro estudio se encuentra limitado a galaxias con $z < 0.1$, podemos afirmar que los objetos en ambas submuestras se encuentran en una etapa donde la adquisición de momento angular también está fuertemente relacionada, no solo con la morfología de la red cósmica donde estos residen, sino con el historial de sus interacciones con otros halos.

Como complemento, el análisis del medio ambiente, que incluye distancias al filamento, densidad, y estructura a gran escala, también se repite considerando, en lugar de j_* , el valor del espín λ_3 , la cual consideramos como la mejor opción de comparación debido a que es constantemente mencionada en la literatura relacionada con datos de ALFALFA (e.g., Haynes et al. 2011;⁴² Giovanelli & Haynes 2015;³⁶ Haynes et al. 2018⁴³). Los resultados obtenidos en esta parte del análisis muestran la misma tendencia: a una distancia al filamento dada d_{fil} , las galaxias LSB tienen un espín más alto que las HSB. Así mismo, para cualquier estimación de la densidad, las galaxias LSB tienen valores de λ mayores que las HSB. Finalmente, el valor de λ aumenta de manera progresiva, entre las galaxias que se encuentran en *voids*, *sheets*, *filaments* y *clusters*. Las tendencias de j_* con la correspondiente medición de densidad se sigue cualitativamente igual con λ . Todos estos resultados se despliegan en el apéndice B.

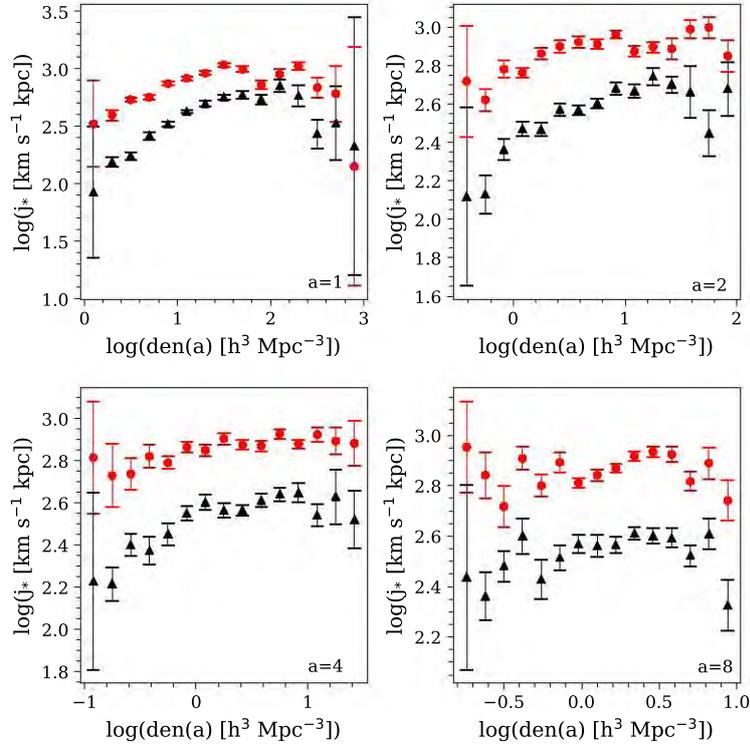


Figura 5.15: Igual que la figura anterior, pero para las muestras de control.

5.5. Parámetro de espín

Una vez obtenidos los valores de j_* y las diferentes estimaciones para la masa del halo, se sustituyen estos valores en la ec. 3.10 para calcular el parámetro de espín λ , siguiendo los métodos discutidos en el Cap. 3. La Tabla 5.4 muestra los valores promedio obtenidos para el momento angular específico y λ , para las galaxias LSB y HSB de ambas muestras.

Type	λ_1	λ_2	λ_3	λ_4	λ_5	λ_6
LSB	0.044 ± 0.028	0.063 ± 0.011	0.115 ± 0.033	0.039 ± 0.039	0.026 ± 0.025	0.026 ± 0.008
HSB	0.027 ± 0.012	0.047 ± 0.009	0.069 ± 0.027	0.023 ± 0.010	0.016 ± 0.008	0.017 ± 0.008
LSB	0.081 ± 0.136	0.190 ± 0.245	0.084 ± 0.045	0.069 ± 0.077	0.032 ± 0.022	0.033 ± 0.028
HSB	0.049 ± 0.090	0.122 ± 0.132	0.046 ± 0.031	0.034 ± 0.034	0.018 ± 0.013	0.019 ± 0.020

Tabla 5.4: *Panel superior:* Valores promedio de λ para la muestra limitada por volumen. *Panel inferior:* Mismas cantidades, pero para las de control. En ambos casos, los subíndices 1,2,3,4 y 5 corresponden a los métodos descritos arriba, mientras que el subíndice 6 indica la estimación de Meurer et al. (2018⁸⁰).

A continuación se describe de forma detallada la diferencia en los valores derivados del espín de ambas muestras.

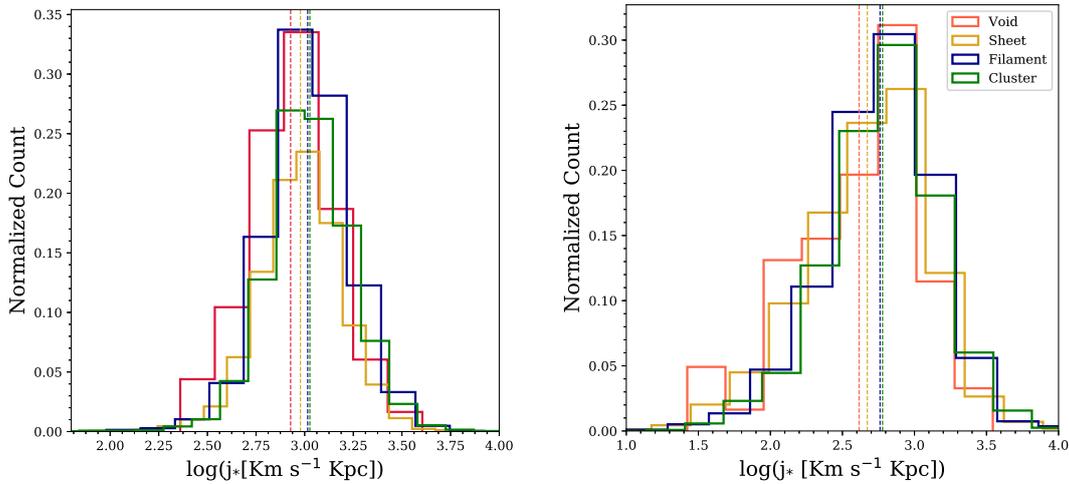


Figura 5.16: *Izquierda:* distribuciones de j_* para la muestra limitada por volumen, para galaxias que se encuentran sobre las diferentes estructuras a gran escala. *Derecha:* misma figura, pero para las muestras de control. En ambos casos, se dice que una galaxia se encuentra sobre una estructura específica cuando la probabilidad determinada por Jasche et al. (2010⁵⁵) es mayor a 0.5.

5.5.1. Muestra limitada por Volumen

Para esta muestra, la velocidad de rotación que aparece en la ec.3.10 se obtiene de manera indirecta a partir de la relación Tully-Fisher descrita en el capítulo 2. Este valor también es utilizado para obtener el parámetro de espín a partir del tiempo orbital t_{orb} medido a $R = R_d$ que aparece en la ecuación 3.18.

Podemos ver tanto en la Tabla 5.4 como en la Fig. 5.17 que, para las seis diferentes estimaciones, las galaxias LSB tienen sistemáticamente valores más altos de λ que las HSB, confirmando la hipótesis inicial de que las galaxias LSB se encuentran caracterizadas por un valor alto de espín. Esto permite confirmar los resultados previamente obtenidos por autores como Boissier et al. 2003,⁸ Rosenbaum et al. 2009¹⁰⁷ y Kim & Lee 2013.⁶² Después de obtener las distribuciones de λ se aplican pruebas KS para determinar cuáles de ellas son estadísticamente equivalentes; en todos los casos, las pruebas arrojan valores de $\sim 2.2 \times 10^{-16}$, lo cual indica que las galaxias LSB y HSB no provienen de una misma distribución. El valor promedio del espín de las galaxias identificadas como galaxias LSB es de entre 1.34 y 1.70 veces el obtenido para galaxias HSB, en lo que respecta a la muestra limitada por volumen.

5.5.2. Muestras de Control

Para estas muestras, la velocidad de rotación v_{rot} se obtiene directamente a partir de la información cinemática de ALFALFA $\alpha.100$, a partir de la ec. 2.3. Esta información permite calcular los valores de j_* y λ . De nuevo, al observar la parte inferior de la Tabla 5.4 y la Fig. 5.18, se advierte una consistencia con los resultados obtenidos para la muestra limitada por volumen: las galaxias LSB muestran un valor más alto de λ que las HSB. Al aplicar pruebas KS a las diferentes distribuciones se obtiene un valor de $\sim 2.2 \times 10^{-16}$; el valor promedio del espín de las galaxias LSB es de 1.65 a 2 veces el valor promedio del de sus contrapartes de alto brillo superficial.

Para ambas submuestras, una de nuestras hipótesis en el cálculo del espín fue considerar que los momentos angulares específicos de las componentes bariónicas y de materia oscura son iguales. Si esta hipótesis es incorrecta, nuestra estimación de λ deberá ser corregida mediante la multiplicación del cociente j_*/j_H .

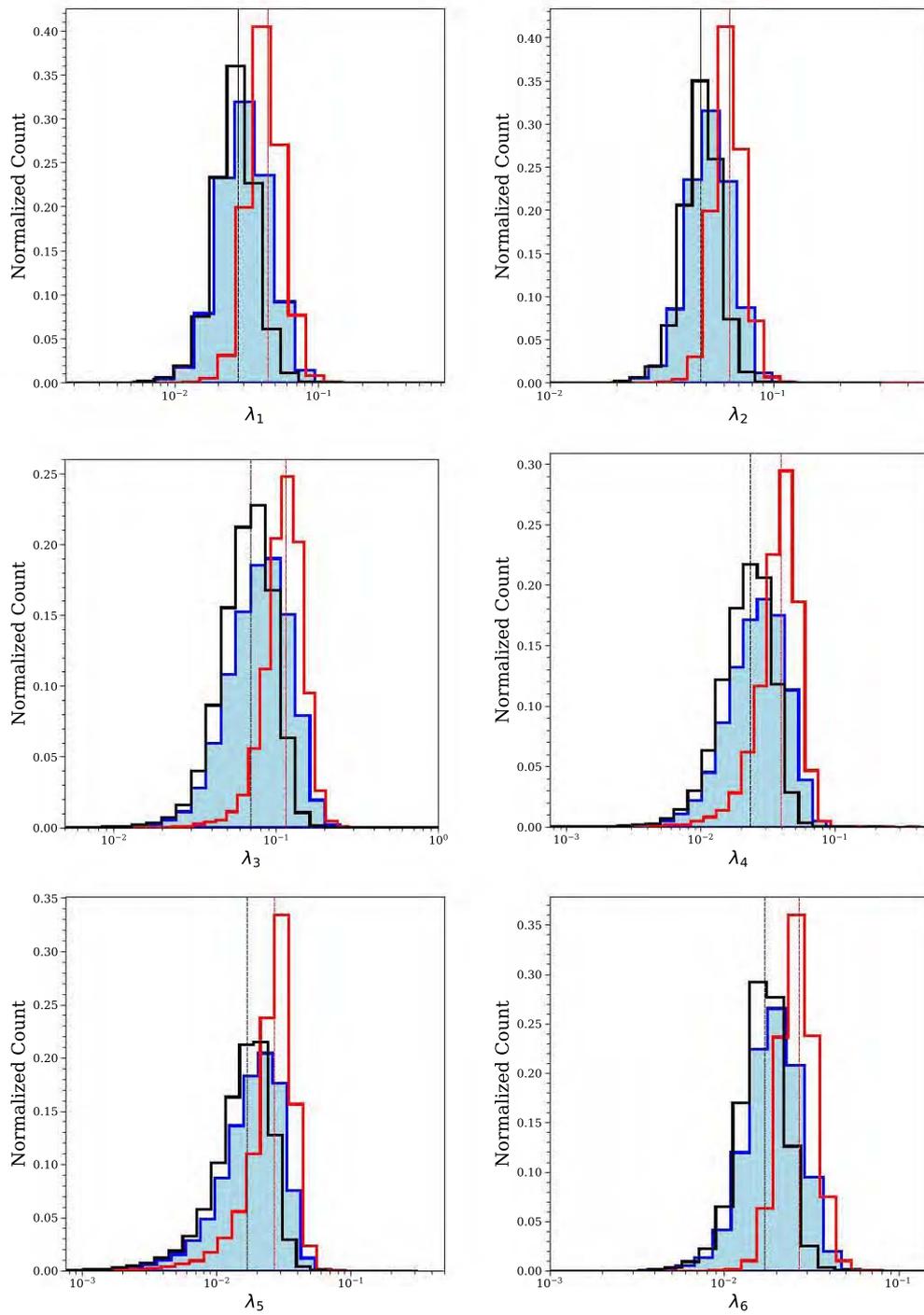


Figura 5.17: Distribuciones de espín para la muestra limitada por volumen. Las líneas punteadas corresponden al valor promedio de λ para galaxias LSB (línea roja) y HSB (línea negra). La región sombreada de color azul corresponde a la distribución de la muestra completa de λ usando las 5 diferentes estimaciones de M_H , más la estimación adicional descrita por Meurer et al. (2016⁸⁰)

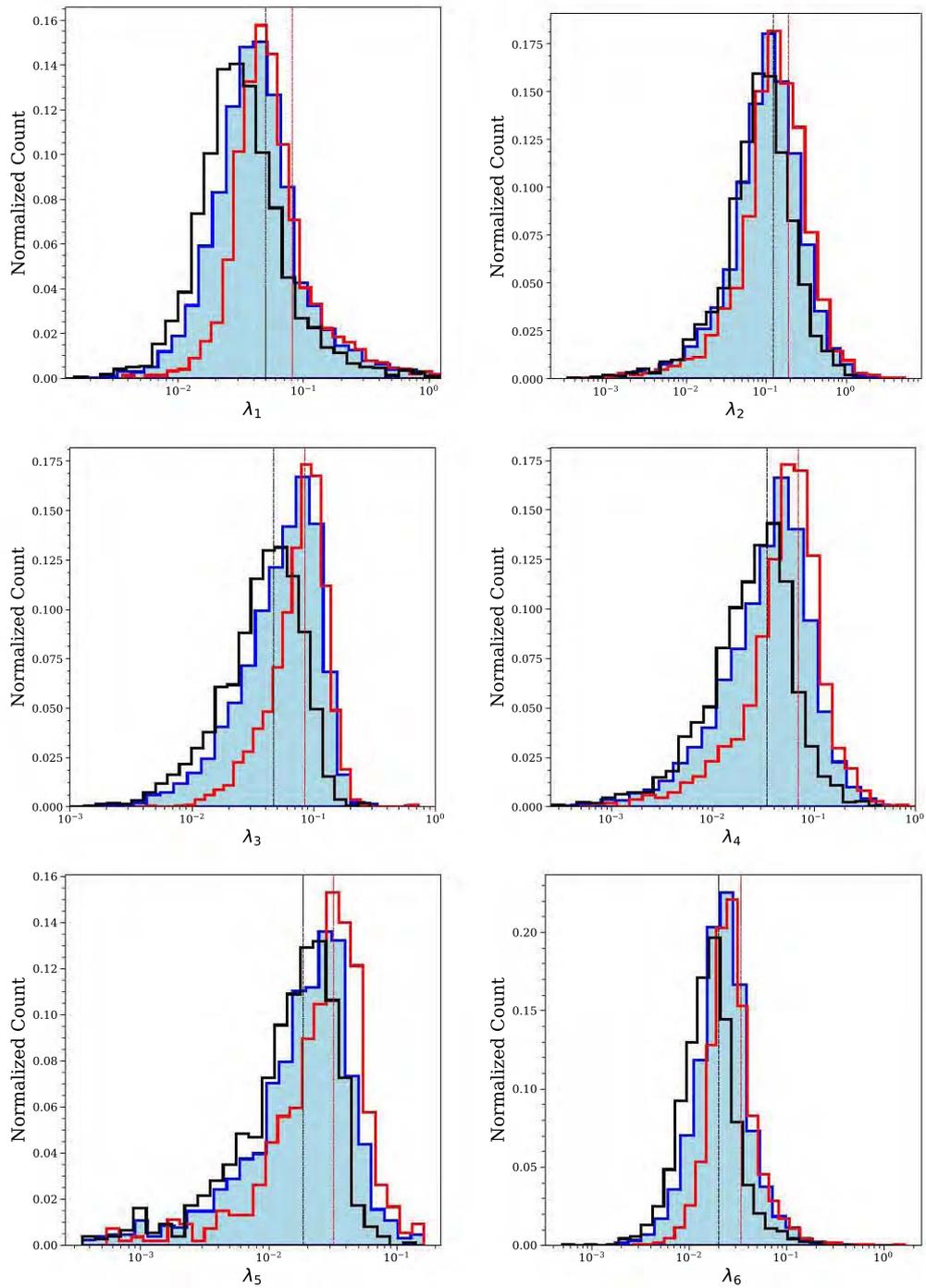


Figura 5.18: Distribuciones de espín para las muestras de control. La conversión de colores es igual que en la Fig. 5.17.

Diferentes estudios que emplean simulaciones hidrodinámicas muestran que este cociente en general es diferente de 1. Por ejemplo, estudiando la formación de galaxias tipo Vía Láctea, Stewart et al. (2011¹¹⁶) encontraron que la componente de gas frío tiene ~ 3 -5 veces más momento angular específico que la componente de materia oscura, en sintonía con Pichon et al. (2011⁹⁵) y una compilación de resultados provenientes de diferentes simulaciones hidrodinámicas hechas por Stewart et al. (2017¹¹⁷). Por su parte, Teklu et al. (2015¹¹⁸) y Zavala et al. (2016¹³⁵) reportan que la relación entre los momentos angulares específicos del halo y de la componente estelar tienen una correlación significativa, con una dependencia importante en la morfología de las galaxias, de manera que las galaxias de disco tienden a conservar su momento angular, y en ellas, la dispersión en la relación entre j_* y j_H es menor. Finalmente, Fall & Romanowsky (2013³⁰) y Genel et al. (2015³⁴) reportan una conservación de momento angular casi perfecta para galaxias de disco, mientras que la retención de momento angular para galaxias de tipo temprano y bulbos es entre el 10-20 %.

Dado que la componente de disco es la predominante en las galaxias que conforman nuestras muestras de galaxias (Cap. 4), tanto LSB como HSB, es de esperar que el cociente j_*/j_H sea diferente de 1, con lo que nuestra hipótesis no está fuera de lugar. Aún así, necesitamos reconocer que la diferencia de distribuciones de espín para LSB y HSB puede no deberse exclusivamente a la distribución intrínseca del espín. En tal caso, parte de esta diferencia en valores de λ podría deberse a que las galaxias HSB tienen menos retención de momento angular que sus contrapartes de bajo brillo superficial. Una muestra de que esto puede estar ocurriendo es que el cociente B/T de las galaxias HSB es mayor que el de las LSB, dado que se ha encontrado que la retención de momento angular es menos eficiente en galaxias de tipo temprano, como se indicó previamente.

El valor de λ_1 se emplea únicamente para comparar con otros trabajos en los que se sigue empleando (e.g., Hernandez & Cervantes Sodi 2006; Huang et al. 2012; Wang et al. 2018), pero, es poco realista. La segunda estimación, λ_2 , depende de la densidad de masa superficial, por lo que, de inicio, considera que las LSB tendrán cocientes menores que las HSBs; aunque sea realista, para comparar fracciones de materia oscura no debería usarse, pues significa emplear la hipótesis para probar la misma hipótesis. El valor de λ_6 , lo empleamos porque recibió mucha atención en los medios; desafortunadamente, es un modelo tan simplificado como λ_1 y λ_2 . En cuanto a λ_3 , este se emplea en la colaboración de ALFALFA, y es el único que depende exclusivamente de datos cinemáticos, lo cual puede verse como un fortaleza, sin embargo, no reproduce el quiebre de M_*/M_H que se observa en las galaxias locales. En el caso del CFHTL, se usan microlentes para dar una relación entre M_*/M_H , la cual reproduce naturalmente este quiebre. Yang et al. (2007) es el único que se basa en la distribución espacial de las galaxias, con lo que la estimación de f es independiente de la cinemática de las galaxias.

Todos los métodos tienen sus pros y contras, por lo que no nos aferramos con ningún estimado. Lo valioso de este trabajo, es que con cualquiera de los estimados, observamos las mismas tendencias tanto en estas distribuciones como en las dependencias de λ con el medio ambiente, por lo que consideramos que nuestros resultados son sólidos. Todos nuestros estimados son a orden de magnitud y son irrelevantes para un solo sistema, lo único que podemos creer son tendencias globales que provienen del análisis de miles de galaxias en nuestras muestras, cuidadosamente seleccionadas.

Capítulo 6

Discusión y Conclusiones

El estudio de galaxias LSB puede arrojar luz sobre los procesos de formación y evolución de galaxias, ya que se trata de objetos relativamente sencillos de modelar comparados con sus contrapartes HSB, dada su baja metalicidad y poca actividad de formación estelar (Kuzio de Naray, McGaugh & de Blok 2004;⁶⁴ Wyder et al. 2009;¹³¹ Matthews & Wood 2001⁷³). La gran dispersión que presentan en la relación TF se debe a las grandes cantidades de gas no procesado que contienen (O’Neil et al. 2000⁸⁵). Es posible analizar y comprender cómo sus propiedades dinámicas se relacionan con su estado de evolución, y cómo las condiciones ambientales del halo de materia oscura influyen en el valor del espín λ y el momento angular específico de la galaxia en sí. A su vez, como se ha demostrado por medio de diferentes modelos de formación (e.g. Jimenez 1998; Mo, Mao & Withe 1998⁸²), λ y el momento angular determinan las propiedades intrínsecas de los discos, especialmente la manera como se distribuye el contenido bariónico en el disco.

A partir de una gran muestra de galaxias obtenidas del SDSS DR7, se construyó una muestra limitada por volumen con galaxias más brillantes que $M_r = -19.8$ mag, en un rango de $0.01 < z < 0.1$, cuyas propiedades principales como masa estelar, SFR, tasa de nacimiento y tamaño característico fueron comparadas con trabajos anteriores (Zhong et al. 2008;¹³⁷ Galaz et al. 2011³²), con el objetivo de garantizar que las galaxias en nuestra muestra correspondan al mismo tipo de objetos. A continuación se describen los resultados más relevantes.

El medio ambiente alrededor de las galaxias se caracterizó de diferentes maneras. Primero, a partir de la distancia al filamento más cercano (Tempel et al. 2014a¹²⁰) se encontró que, a una masa estelar fija, no se observa una tendencia clara. Al segregar por tipo morfológico, se encontró que las galaxias LSB se localizan, en promedio, a una distancia mayor del filamento más cercano que las HSB. Al analizar la probabilidad de que una galaxia se encuentre en alguna de las estructuras a gran escala (Jasche et al. 2010⁵⁵), dado que el porcentaje de galaxias que se encuentran en cada una de ellas, tanto para LSB como HSB es el mismo, y como las diferencias entre las probabilidades también son marginales, se concluye que el medio ambiente a gran escala tiene un menor impacto que el medio ambiente local, en las propiedades de las galaxias LSB y HSB.

En segundo lugar, otra forma de caracterizar al medio ambiente fue a partir de la densidad $den(a)$ para diferentes escalas de atenuación (Tempel et al. 2014b¹²¹), así como la sobredensidad δ alrededor de las galaxias del SDSS (Jasche et al. 2010⁵⁵). No se encontraron diferencias apreciables en la densidad, a diferentes escalas de atenuación, alrededor de galaxias LSB y HSB. De nueva cuenta, al segregar por tipos morfológicos, se observa que las diferencias en la densidad son más importantes en galaxias de tipo tardío, para las cuales, las LSB tienden a estar en medios ambientes menos densos.

Respecto a los cocientes masa estelar-masa del halo, se utilizaron 5 procedimientos diferentes para estimar la masa del halo, con el objetivo de eliminar la dependencia de los resultados con respecto a la manera en que se obtiene M_H . En la estimación más sencilla se considera una razón constante $f_1 = 1/25$

(Hernández & Cervantes Sodi 2006⁴⁴), pues es utilizada frecuentemente por diversos autores (Huang et al. 2012;⁴⁹ Leisman et al. 2017;⁶⁹ Wang et al. 2018¹²⁷). Al ser una fracción constante, es de esperar que no se encuentre diferencia alguna entre LSB y HSB. Sin embargo, en el resto de los métodos utilizados las galaxias LSB son mayormente dominadas por el halo de materia oscura, pues la razón $f = M_*/M_H$ presenta diferencias de hasta un 22 % entre LSB y HSB. De nueva cuenta los resultados de la prueba KS le dan validez estadística a este resultado. Esto permite también complementar el estudio de la estructura a gran escala, confirmando la tendencia de que los sistemas con menor fracción M_*/M_H , asociados a galaxias LSB, residen preferentemente en estructuras filamentosarias (Rosenbaum et al. 2009¹⁰⁷)

Para las galaxias en grupos, se observa que una fracción considerable de LSB corresponde a galaxias centrales; de estas, $\sim 90\%$ se encuentran aisladas, mientras que $\sim 20\%$ son satélites, en comparación con las HSB, donde $\sim 80\%$ de las galaxias centrales y $\sim 18\%$ satélites, están aisladas. Esto se puede interpretar como confirmación de que las galaxias LSB son sistemas que se encuentran preferentemente en ambientes relativamente aislados. Adicionalmente se encuentra que las galaxias LSB ensamblan la mitad de la masa total de su halo más tarde que las galaxias HSB, incluso a masa estelar constante o a color constante, por lo que puede considerarse que las galaxias LSB corresponden a una población de objetos jóvenes que aún se podrían encontrar en proceso de formación. Se observa también que las galaxias que se localizan sobre estructuras filamentosarias se forman mucho antes que las que se encuentran en los *clusters* de la estructura a gran escala. De este modo se infiere que el medio ambiente juega un papel importante en la determinación de las características principales del halo, como el tiempo de ensamblaje del halo (Wang et al. 2011¹²⁶), lo que es de esperarse en un esquema jerárquico de formación de galaxias.

En cuanto al comportamiento del momento angular específico, este se calcula para la componente estelar j_* a partir de los modelos presentados por Romanowsky & Fall (2012¹⁰⁶), en los cuales se considera una descomposición bulbo+disco (Simard et al. 2011¹¹³). Para calcular las velocidades de rotación del disco, para la muestra limitada por volumen se utiliza una relación TF. Se encuentra que el momento angular específico es mayor para las galaxias LSB que para las HSB, como era de esperarse ya que las LSB tienen bajo brillo superficial y valores altos del momento angular provocan que las estrellas se dispersen en un área mayor (Kim & Lee 2013⁶²). Este resultado se compara con el obtenido para muestras de control, construidas con información cinemática de ALFALFA $\alpha.100$, que permite calcular la velocidad de rotación de forma directa, y extender nuestro estudio a masas estelares menores; se encuentra nuevamente que el momento angular específico es mayor para galaxias LSB que en las HSB.

Una vez caracterizado el momento angular específico, se explora si existe alguna relación entre éste y el medio ambiente en el cual residen las galaxias. No se encuentra una correlación entre j_* y la distancia al filamento mas cercano, sin embargo, a una distancia fija, las galaxias LSB muestran sistemáticamente un mayor momento angular. Adicionalmente, se estudia el comportamiento de j_* como función de $den(a)$, y se encuentra que el momento angular crece al aumentar la densidad y posteriormente se mantiene constante para valores grandes, lo cual demuestra que el momento angular se ve mayormente afectado por el medio ambiente local, en comparación con el medio ambiente a gran escala. Finalmente se encuentra que el valor promedio de j_* aumenta al cambiar el ambiente, de manera progresiva, de *voids* a *sheets*, *filaments* y a *clusters*. Este resultado puede parecer contradictorio con el reportado por Prieto et al. (2015¹⁰¹). Estos autores encuentran que los procesos de fusión de los diferentes subhalos a través del flujo de material a lo largo de los filamentos hacia los *clusters* pueden producir la cancelación del momento angular del halo principal, debido a la orientación aleatoria de los filamentos. Sin embargo, Codis et al. (2012²³) proponen que este escenario sólo sería válido en etapas tempranas del universo. Por tanto, considerando que los objetos en ambas submuestras se encuentran a $z < 0.1$, estas galaxias podrían encontrarse en una etapa donde los procesos de fusión son conducentes a la adquisición de momento angular, el cual, también está determinado por diferentes procesos de fusión.

Por último, se calcula el valor de λ a partir de la ec. 1.11, considerando las 5 estimaciones del valor de la masa del halo de materia oscura, así como una derivación que depende del tiempo orbital de la galaxia, pues nuestro interés principal se centra en encontrar diferencias entre los valores del espín independientemente del método empleado para calcularlo. En todos los casos se encuentra que el valor de

λ es de 1.3 a 2 veces mayor en las galaxias LSB, si nos fijamos en los promedios del espín para ambas muestras. Los resultados de pruebas KS entre las distribuciones de espín de LSB y HSB indican que estas son estadísticamente diferentes; por lo tanto, podemos caracterizar a las galaxias LSB como casos particulares de HSB con valores altos de λ . Estas diferencias podrían no solo deberse a la distribución intrínseca del espín, sino también al hecho de que las galaxias HSB retienen menos momento angular que las LSB. En efecto, se ha encontrado que la retención de momento angular es menos eficiente en galaxias de tipo temprano, i.e., con mayores cocientes B/T . (Fall & Romanowsky 2013;³⁰ Genel et al. 2015³⁴). Para hacer estos cálculos se considera la hipótesis de que el momento angular específico de la componente bariónica y de la componente de materia oscura son iguales. Aquí, entonces, no estamos considerando los resultados de diferentes estudios, que muestran que este cociente en general es diferente de 1 (Stewart et al. 2011¹¹⁶), y que además el cociente j_*/j_H está fuertemente relacionado con la morfología de las galaxias (Teklu et al. 2015;¹¹⁸ Zavala et al. 2016¹³⁵).

6.1. Trabajo a Futuro

Utilizando la base de datos de la simulación *Millenium-II*,¹¹ Lee & Lemson (2013⁶⁷) estudian el sesgo (*bias*) del espín de los subhalos en sistemas similares al Grupo Local, es decir, que poseen dos galaxias centrales con masas comparables. Una vez identificadas las dos galaxias más masivas, así como el espín de cada subhalo, se encuentra una correlación entre λ y la razón M_2/M_1 , donde M_1 y M_2 corresponden a la masa de la primera y la segunda galaxia más masiva respectivamente. A mayor razón M_2/M_1 , mayor es el valor promedio de λ del grupo.

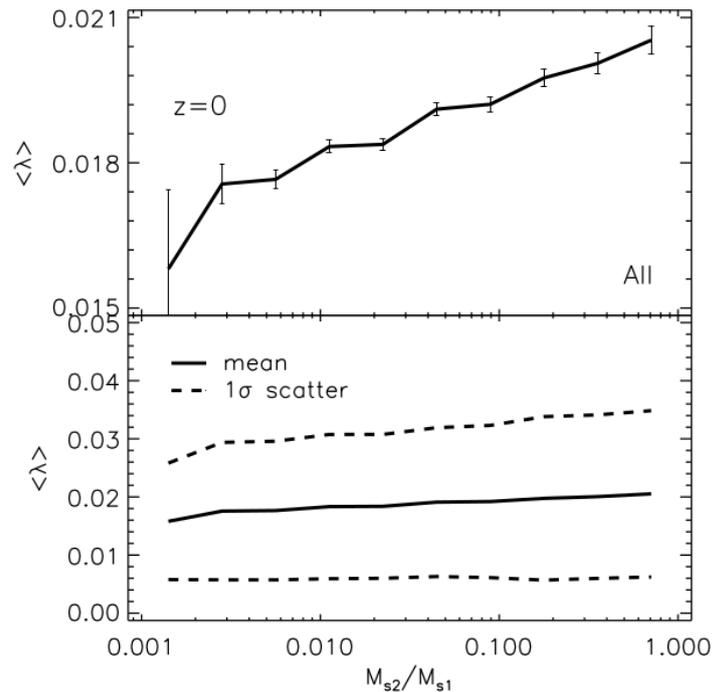


Figura 6.1: Valor promedio del espín de los subhalos como función de la razón M_2/M_1 a $z=0$ obtenida por Lee & Lemson (2013). El panel inferior muestra la misma relación, incluyendo la respectiva desviación estándar. [Crédito: Lee, J. & Lemson, G. 2013, JCAP, 5, 22.]

Así mismo, Lee & Lemson 2013 presentan otras correlaciones entre el valor promedio del espín y cantidades como la masa del halo principal y la razón entre la segunda y tercera galaxia más masiva. El citado

trabajo sirve como motivación para extender la presente investigación hacia el estudio de cómo la segunda galaxia más masiva de un grupo afecta el valor del espín del halo principal del grupo, y el valor del momento angular específico j_* . Con este objetivo, emplearemos el catálogo de grupos de Yang et al. (2007¹³³) para identificar grupos similares al Grupo Local, dominados por dos galaxias de masa comparables a la Vía Láctea y a M31. Empleando nuestras estimaciones del parámetro de espín, exploraremos si una distribución tipo *mancuerna*, en la que la masa del grupo está dominada por dos galaxias de masa similar, es la configuración más eficiente para obtener un valor de espín máximo, tal como se muestra en la figura 6.1.

Después analizaremos grupos de diferentes masas, quitando la restricción de que la masa del grupo sea similar a la del Grupo Local, para realizar el mismo experimento. Estudiaremos la dependencia del valor del espín, no solo del cociente de masa de las dos galaxias más masivas, sino también la dependencia de la masa del grupo, su tiempo de ensamblaje, y su abundancia de subestructura.

Bibliografía

- ¹ Abazajian, K. N., Adelman-McCarthy, J. K., Agüeros, M. A., et al. 2009, *ApJS*, 182, 543
- ² Ahn, C. P., Alexandroff, R., Allende Prieto, C., et al. 2014, *ApJS*, 211, 17
- ³ Ahn, C. P., Alexandroff, R., Allende Prieto, C., et al. 2012, *ApJS*, 203, 21
- ⁴ Baldwin, J. A., Phillips, M. M., & Terlevich, R. 1981, *PASP*, 93, 5
- ⁵ Battaglia, G., Helmi, A., Morrison, H., et al. 2005, *MNRAS*, 364, 433
- ⁶ Beijersbergen, M., de Block, W.J.G & van der Hulst, J.M. 1999, *A&A*, 351, 903
- ⁷ Blanton, M. R., Schlegel, D. J., Strauss, M. A., et al. 2005, *AJ*, 129, 2562
- ⁸ Boissier, S., Monnier Ragaigne, D., van Driel, W., Balkowski, C., & Prantzos, N. 2003, *ApSS*, 284, 913
- ⁹ Bothun, G. D., Schombert, J. M., Impey, C. D., Sprayberry, D., & McGaugh, S. S. 1993, *AJ*, 106, 530
- ¹⁰ Bothun, G., Impey, C. & McGaugh, S. 1997, *PASP*, 109, 745
- ¹¹ Boyla-Kolchin, M., Springel, V., et al. 2009, *MNRAS*, 398, 1150
- ¹² Brinchmann, J., Charlot, S., White, S. D. M., et al. 2004, *MNRAS*, 351, 1151
- ¹³ Bromley, B. C., Press, W. H., Lin, H., & Kirshner, R. P. 1998, *ApJ*, 505, 25
- ¹⁴ Bundy, K., Bershady, M. A., Law, D. R., et al. 2015, *ApJ*, 798, 7
- ¹⁵ Cao, T.-W., Wu, H., Du, W., et al. 2017, *AJ*, 154, 116
- ¹⁶ Choi, Y.-Y., Han, D.-H., & Kim, S. S. 2010, *Journal of Korean Astronomical Society*, 43, 191
- ¹⁷ Cervantes-Sodi, B., Hernandez, X., Park, C., & Kim, J. 2008, *MNRAS*, 388, 863
- ¹⁸ Cervantes-Sodi, B., & Hernández, X. 2009, *RMxAA*, 45, 75
- ¹⁹ Cervantes-Sodi, B., Hernandez, X., & Park, C. 2010, *MNRAS*, 402, 1807
- ²⁰ Cervantes-Sodi, B., Li, C., Park, C., & Wang, L. 2013, *ApJ*, 775, 19
- ²¹ Cervantes Sodi, B. & Sánchez García, O. 2017, *ApJ*, 847, 37
- ²² Charlot, S., & Longhetti, M. 2001, *MNRAS*, 323, 887
- ²³ Codis, S., Pichon, C., Devriendt, J., et al. 2012, *MNRAS*, 427, 3320
- ²⁴ Corsini, E. M. 2011, *Memorie della Societa Astronomica Italiana Supplementi*, 18, 23
- ²⁵ Dalcanton, J. J., et al. 1997, *ApJ*, 482, 659
- ²⁶ de Block, W.,J.,G., McGaugh S., Rubin, V., 2001, *AJ*, 122, 2396

- ²⁷ Du, W., Wu, H., Lam, M. I., et al. 2015, *AJ*, 149, 199
- ²⁸ Ellis, S. C., Driver, S. P., Allen, P. D., et al. 2005, *MNRAS*, 363, 1257
- ²⁹ Fall, S.M. & Efstathiou, G. 1980 *MNRAS*, 193, 189
- ³⁰ Fall, S. M., & Romanowsky, A. J. 2013, *ApJL*, 769, L26
- ³¹ Freeman, K.C. 1970, *ApJ*, 160, 811
- ³² Galaz, G., Herrera-Camus, R., Garcia-Lambas, D., & Padilla, N. 2011, *ApJ*, 728, 74
- ³³ Gämow, C. 1952, *Phys. Rev.*, 86, 251
- ³⁴ Genel, S., Fall, S. M., Hernquist, L., et al. 2015, *ApJL*, 804, L40
- ³⁵ Giovanelli, R., Haynes, M. P., Kent, B. R., et al. 2005, *AJ*, 130, 2598
- ³⁶ Giovanelli, R. & Haynes, M.P. 2015 *A&ARv*, 24, 1
- ³⁷ Gnedin, O. Y., Weinberg, D. H., Pizagno, J., Prada, F., & Rix, H.-W. 2007, *ApJ*, 671, 1115
- ³⁸ Governato, F., Brook, C., Mayer, L., et al. 2010, *Nature*, 463, 203
- ³⁹ Gurovich, S., et al. 2004, *Publ. Astron. Soc. Aust.*, 21, 412
- ⁴⁰ Hahn, O., Carollo, C. M., Porciani, C., & Dekel, A. 2007, *MNRAS*, 381, 41
- ⁴¹ Hahn, O., Porciani, C., Carollo, C. M., & Dekel, A. 2007, *MNRAS*, 375, 489
- ⁴² Haynes, M. P., Giovanelli, R., Martin, A. M., et al. 2011, *AJ*, 142, 170
- ⁴³ Haynes, M.P., Giovanelli, R., Kent, B.R., et al. 2018, *ApJ*, 861, 49
- ⁴⁴ Hernandez, X., & Cervantes-Sodi, B. 2006, *MNRAS*, 368, 351
- ⁴⁵ Hernandez, X., Park, C., Cervantes-Sodi, B., & Choi, Y.-Y. 2007, *MNRAS*, 375, 163
- ⁴⁶ Hernández, X., Ávila-Reese, V. & Firmani, C. 2001, *MNRAS*, 294, 595
- ⁴⁷ Honey, M., Das, M., Ninan, J. P., & Manoj, P. 2016, *MNRAS*, 462, 2099
- ⁴⁸ Hoyle, F. 1949, *Problems of Cosmical Aerodynamics*, International Union of Theoretical and Applied Mechanics, and International Astronomical Union, p. 195
- ⁴⁹ Huang, S., Haynes, M. P., Giovanelli, R., & Brinchmann, J. 2012, *ApJ*, 756, 113
- ⁵⁰ Huang, K.-H., Fall, S. M., Ferguson, H. C., et al. 2017, *ApJ*, 838, 6
- ⁵¹ Hubble, E.P. 1926, *ApJ*, 64, 32
- ⁵² Hudson, M. J., Gillis, B. R., Coupon, J., et al. 2015, *MNRAS*, 447, 298
- ⁵³ Impey, C. D., Sprayberry, D., Irwin, M. J., & Bothun, G. D. 1996, *ApJS*, 105, 209
- ⁵⁴ Impey, C. & Bothun, G. 1997, *ARA&A*, 35, 267
- ⁵⁵ Jasche, J., Kitaura, F. S., Li, C., & Enßlin, T. A. 2010, *MNRAS*, 409, 355
- ⁵⁶ Jimenez, R., Padoan, P., Matteucci, F., & Heavens, A. F. 1998, *MNRAS*, 299, 123
- ⁵⁷ Kafle, P. R., Sharma, S., Lewis, G. F., & Bland-Hawthorn, J. 2014, *ApJ*, 794, 59
- ⁵⁸ Kauffmann, G., Heckman, T. M., White, S. D. M., et al. 2003, *MNRAS*, 341, 33

- ⁵⁹ Kazantzidis, S., Abadi, M. G., & Navarro, J. F. 2010, *ApJL*, 720, L62
- ⁶⁰ Kennicutt, R. C., Jr. 1998, *ApJ*, 498, 541
- ⁶¹ Kennicutt, R. C., Jr. 1998, *AR&A*, 36, 189
- ⁶² Kim, J. & Lee, J. 2013, *MNRAS*, 432, 1701
- ⁶³ Klypin, A. A., Trujillo-Gomez, S., & Primack, J. 2011, *ApJ*, 740, 102
- ⁶⁴ Kuzio de Naray, R., McGaugh, S. & de Block, W.J.G. 2004, *MNRAS*, 355, 887.
- ⁶⁵ Kuzio de Naray, R., & Spekkens, K. 2011, *ApJL*, 741, L29
- ⁶⁶ Lagos, C. d. P., Stevens, A. R. H., Bower, R. G., et al. 2018, *MNRAS*, 473, 4956
- ⁶⁷ Lee, J. & Lemson, G. 2013, *JCAP*, 5, 22
- ⁶⁸ Lee, J. C., Hwang, H. S., & Chung, H. 2018, *MNRAS*, 477, 1567
- ⁶⁹ Leisman, L., Haynes, M. P., Janowiecki, S., et al. 2017, *ApJ*, 842, 133
- ⁷⁰ Lelli, F., McGaugh, S. S., & Schombert, J. M. 2016, *ApJL*, 816, L14
- ⁷¹ Lim, S. H., Mo, H. J., Wang, H., & Yang, X. 2016, *MNRAS*, 455, 499
- ⁷² Marcum, P.M., et al. 2001, *ApJS*, 132, 129
- ⁷³ Matthews, L.D. & Wood, K. 2001, *ApJ*, 548, 150
- ⁷⁴ McGaugh, S. S., Bothun, G. D., & Schombert, J. M. 1995, *AJ*, 110, 573
- ⁷⁵ McGaugh, S. S., Schombert, J. M., & Bothun, G. D. 1995, *AJ*, 109, 2019
- ⁷⁶ McGaugh, S. S., & de Blok, W. J. G. 1997, *ApJ*, 481, 689
- ⁷⁷ McGaugh, S.S., et al. 2001, *AJ*, 122, 2381
- ⁷⁸ McMillan, P. J. 2011, *MNRAS*, 414, 2446
- ⁷⁹ Menéndez-Delmestre, K., Sheth, K., Schinnerer, E., Jarrett, T. H., & Scoville, N. Z. 2007, *ApJ*, 657, 790
- ⁸⁰ Meurer, G. R., Obreschkow, D., Wong, O. I., et al. 2018, *MNRAS*, 476, 1624
- ⁸¹ Mo, H. J., McGaugh, S. S., & Bothun, G. D. 1994, *MNRAS*, 267, 129
- ⁸² Mo, H. J., Mao, S., & White, S. D. M. 1998, *MNRAS*, 295, 319
- ⁸³ Navarro, J.F., Frenk, C.S., White, S.D. 1996, *ApJ*, 462, 563
- ⁸⁴ O’Neil, K., Bothun, G. D., & Cornell, M. E. 1997, *AJ*, 113, 1212
- ⁸⁵ O’Neil, K., Bothun, G. D., & Schombert, J. 2000, *AJ*, 119, 136
- ⁸⁶ O’Neil, K., Andreon, S., & Cuillandre, J.-C. 2003, *A&A*, 399, L35
- ⁸⁷ Onus, A., Krumholz, M.R. & Federrath, C. 2018, *MNRAS*, 479, 1702
- ⁸⁸ Pahre, M. A., Ashby, M. L. N., Fazio, G. G., & Willner, S. P. 2004, *ApJS*, 154, 235
- ⁸⁹ Pahwa, I. & Saha, K. 2018, *MNRAS*, 478, 4657
- ⁹⁰ Papastergis, E., Martin, A. M., Giovanelli, R., & Haynes, M. P. 2011, *ApJ*, 739, 38

- ⁹¹ Park, C., & Choi, Y.-Y. 2005, *ApJL*, 635, L29
- ⁹² Peebles, P.J.E., 1967, Lecture notes at the University of Toronto
- ⁹³ Peebles, P. J. E. 1969, *ApJ*, 155, 393
- ⁹⁴ Peebles, P. J. E. 1971, *A&A*, 11, 377
- ⁹⁵ Pichon, C., Pogosyan, D., Kimm, T., et al. 2011, *MNRAS*, 418, 2493
- ⁹⁶ Pickering, T. E., Impey, C. D., van Gorkom, J. H., & Bothun, G. D. 1997, *AJ*, 114, 1858
- ⁹⁷ Pizagno, J., Prada, F., Weinberg, D. H., et al. 2005, *ApJ*, 633, 844
- ⁹⁸ Pizagno, J., Prada, F., Weinberg, D. H., et al. 2007, *AJ*, 134, 945
- ⁹⁹ Planck Collaboration XVI, 2014, *A&A*, 571, A16
- ¹⁰⁰ Pontzen, A., & Governato, F. 2012, *MNRAS*, 421, 3464
- ¹⁰¹ Prieto, J., Jimenez, R., Haiman, Z., & González, R. E. 2015, *MNRAS*, 452, 784
- ¹⁰² Querejeta, M., Meidt, S. E., Schinnerer, E., et al. 2015, *ApJS*
- ¹⁰³ Reese, A. S., Williams, T. B., Sellwood, J. A., Barnes, E. I., & Powell, B. A. 2007, *AJ*, 133,
- ¹⁰⁴ Reyes, R., Mandelbaum, R., Gunn, J. E., Pizagno, J., & Lackner, C. N. 2011, *MNRAS*, 417, 2347
- ¹⁰⁵ Roberts, M.S. & Haynes, M.P. 1994, *ARA&A*, 32, 115
- ¹⁰⁶ Romanowsky, A. J., & Fall, S. M. 2012, *ApJS*, 203, 17
- ¹⁰⁷ Rosenbaum, S. D., Krusch, E., Bomans, D. J., & Dettmar, R.-J. 2009, *A&A*, 504, 807
- ¹⁰⁸ Rubin, V. C., Ford, W. K., Jr., & Thonnard, N. 1978, *ApJL* 225, L107
- ¹⁰⁹ Rubin, V.C., Ford, W.K. & Thonnard, N. 1980, *ApJ*, 238, 471
- ¹¹⁰ Sandage, A. 1961, *The Hubble Atlas* (Washington: Carnegie Institution of Washington)
- ¹¹¹ Shao, X., Disseau, K., Yang, Y. B., et al. 2015, *A&A*, 579, A57
- ¹¹² Simard, L., Willmer, C. N. A., Vogt, N. P., et al. 2002, *ApJS*, 142, 1
- ¹¹³ Simard, L., Mendel, J. T., Patton, D. R., Ellison, S. L., & McConnachie, A. W. 2011, *ApJS*, 196, 11
- ¹¹⁴ Smith, J. A., Tucker, D. L., Kent, S., et al. 2002, *AJ*, 123, 2121
- ¹¹⁵ Solomon, P. M., Downes, D., Radford, S. J. E., & Barrett, J. W. 1997, *ApJ*, 478, 144
- ¹¹⁶ Stewart, K. R., Kaufmann, T., Bullock, J. S., et al. 2011, *ApJ*, 738, 39
- ¹¹⁷ Stewart, K. R., Maller, A. H., Oñorbe, J., et al. 2017, *ApJ*, 843, 47
- ¹¹⁸ Teklu, A. F., Remus, R.-S., Dolag, K., et al. 2015, *ApJ*, 812, 29
- ¹¹⁹ Tempel, E., Saar, E., Liivamägi, L. J., et al. 2011, *A&A*, 529, 53
- ¹²⁰ Tempel, E., Stoica, R. S., Martínez, V. J., et al. 2014a, *MNRAS*, 438, 3465
- ¹²¹ Tempel, E., Tamm, A., Gramann, M., et al. 2014b, *A&A*, 566, A1
- ¹²² Trachternach, C., Bomans, D.J., Haberzetti, L. & Dettmar, R.-J. 2006 *A&A*, 458, 341
- ¹²³ Tully, R. B., & Fisher, J. R. 1977, *A&A*, 54, 661

- ¹²⁴ Vaucouleurs, G. de, 1959, *Hdb d. Phys.*, 53, 311
- ¹²⁵ Wang, H. Y., Mo, H. J., & Jing, Y. P. 2007, MNRAS, 375, 633
- ¹²⁶ Wang, H., Mo, H. J., Jing, Y. P., Yang, X., & Wang, Y. 2011, MNRAS, 413, 1973
- ¹²⁷ Wang, J., Zheng, Z., D'Souza, R., et al. 2018, MNRAS, 479, 4292
- ¹²⁸ Whitaker, K. E., Labbé, I., van Dokkum, P. G., et al. 2011, ApJ, 735, 86
- ¹²⁹ Wiezsäcker, C.F., von. 1951, ApJ, 114, 165
- ¹³⁰ Wilkinson, M.I. & Evans, N.W. 1999, MNRAS, 310, 645
- ¹³¹ Wyder, T. K., Martin, D. C., Barlow, T. A., et al. 2009, ApJ, 696, 1834
- ¹³² Yang, X., Mo, H. J., van den Bosch, F. C., & Jing, Y. P. 2005, MNRAS, 356, 1293
- ¹³³ Yang, X., Mo, H. J., van den Bosch, F. C., et al. 2007, ApJ, 671, 153
- ¹³⁴ Zavala, J., Avila-Reese, V., Hernández-Toledo, H., & Firmani, C. 2003, A&A, 412, 633
- ¹³⁵ Zavala, J., Frenk, C. S., Bower, R., et al. 2016, MNRAS, 460, 4466
- ¹³⁶ Zhang, Y., Yang, X., Faltenbacher, A., et al. 2009, ApJ, 706, 747
- ¹³⁷ Zhong, G. H., Liang, Y. C., Liu, F. S., et al. 2008, MNRAS, 391, 986

Apéndices

Apéndice A

Esfera Isotérmica

En esta sección, se muestra un desarrollo de cómo pueden describirse las propiedades de las galaxias en términos de la velocidad circular v_{rot} , las fracciones de masa y de momento angular, el espín y la función de Hubble. De acuerdo al modelo de Mo, Mao & White (1998), muchas de las propiedades de las galaxias pueden ser entendidas a través de un modelo en el cual, los halos de materia oscura corresponden a una esfera isotérmica cuyo perfil de densidad es

$$\rho(r) = \frac{v_{rot}^2}{4\pi Gr^2}, \quad (\text{A.1})$$

Definiendo r_{200} como el radio dentro del cual la densidad de masa es $200\rho_{crit}$, el radio y la masa del halo cuya velocidad circular es v_{rot} a un z dado son

$$r_{200} = \frac{v_{rot}}{10H(z)}, \quad (\text{A.2})$$

$$M = \frac{v_{rot}^2 r_{200}}{G} = \frac{v_{rot}^3}{10GH(z)}, \quad (\text{A.3})$$

donde $H(z)$ es la función de Hubble dada por

$$H(z) = H_0[\Omega_{\Lambda,0} + (1 - \Omega_{\Lambda,0} - \Omega_0)(1+z)^2 + \Omega_0(1+z)^3]^{1/2}. \quad (\text{A.4})$$

Suponiendo que la masa depositada en el disco durante su formación es una fracción fija m_d de la masa del halo, entonces la masa del disco tiene un valor

$$M_d = \frac{m_d v_{rot}^3}{10GH(z)}. \quad (\text{A.5})$$

Si consideramos que el disco es delgado, que se encuentra en un balance centrífugo y con un perfil de densidad superficial exponencial

$$\Sigma(R) = \Sigma_0 \exp -R/R_d, \quad (\text{A.6})$$

donde R_d es el radio de escala del disco, entonces la masa del disco es

$$M_d = 2\pi\Sigma_0 R_d^2. \quad (\text{A.7})$$

Si la curva de rotación es plana, con un valor constante v_{rot} , entonces el momento angular del disco está dado como

$$J_d = 2\pi \int v_{rot} \Sigma(R) R^2 dR = 4\pi\Sigma_0 v_{rot} R_d^3 = 2M_d R_d v_{rot}, \quad (\text{A.8})$$

Suponiendo que el momento angular es una fracción fija j_d del momento angular J del halo, tal que $J_d = j_d J$, y recordando que el espín está definido como

$$\lambda = \frac{L|E|^{1/2}}{GM^{5/2}}. \quad (\text{A.9})$$

Entonces de la ec. A.8 podemos escribir el radio de escala como

$$R_d = \frac{\lambda GM^{3/2}}{2v_{rot}|E|^{1/2}} \left(\frac{j_d}{m_d} \right). \quad (\text{A.10})$$

Si la energía total del sistema es dominada por la energía potencial gravitacional del halo, y suponiendo que éste se encuentra virializado, entonces

$$E = -\frac{GM^2}{2r_{200}} = -\frac{Mv_{rot}^2}{2}. \quad (\text{A.11})$$

Sustituyendo en la ec. A.10 y utilizando las ecs. A.2, A.3 y A.7, el radio de escala está dado como

$$R_d = \frac{1}{\sqrt{2}} \left(\frac{j_d}{m_d} \right) \frac{v_{rot}}{10H(z)} \lambda, \quad (\text{A.12})$$

mientras que la densidad superficial en el centro es

$$\Sigma_0 \propto \frac{10v_{rot}H(z)}{\pi G\lambda^2}. \quad (\text{A.13})$$

Finalmente, el radio R_1 al cual la densidad superficial del disco cae por debajo de una densidad columnar crítica de hidrógeno N_1 , se puede demostrar que tiene un valor

$$R_1 \approx R_d \left\{ 5.5 + \ln \left[\left(\frac{m_d}{0.05} \right) \left(\frac{m_d}{j_d} \right)^2 \left(\frac{\lambda}{0.05} \right)^{-2} \times \left(\frac{v_{rot}}{250 \text{ km s}^{-1}} \right) \frac{H(z)}{H_0} \left(\frac{N_1}{2 \times 10^{20} \text{ h cm}^{-2}} \right) \right] \right\}, \quad (\text{A.14})$$

Nótese que las ec. A.5, A.12 y A.14 nos dan las propiedades generales del disco, y que claramente dependen de v_{rot} , m_d , j_d , λ y $H(z)$.

Apéndice B

Parámetro de Espín y Medio Ambiente

En el capítulo 5 sec. 5.4.1, se hizo un análisis de la relación entre el momento angular j_* y el medio ambiente. Particularmente, exploramos el comportamiento de j_* como función de la distancia al filamento más cercano d_{fil} , la densidad $den(a)$ y la estructura a gran escala. En este apéndice repite el mismo análisis considerando, en lugar de j_* , el valor del espín λ_3 , tanto para la muestra limitada por volumen como para las muestras de control. Los resultados obtenidos en esta parte del análisis muestran la misma tendencia. La elección de λ_3 se debe a que es constantemente mencionada en la literatura relacionada con datos de ALFALFA (e.g., Haynes et al. 2011;⁴² Giovanelli & Haynes 2015;³⁶ Haynes et al. 2018⁴³). Como se discutió en el capítulo 5 sec.5.5, las tendencias entre los diferentes estimados es siempre la misma, por lo que, para el resto de las estimaciones, los resultados que a continuación se despliegan son similares.

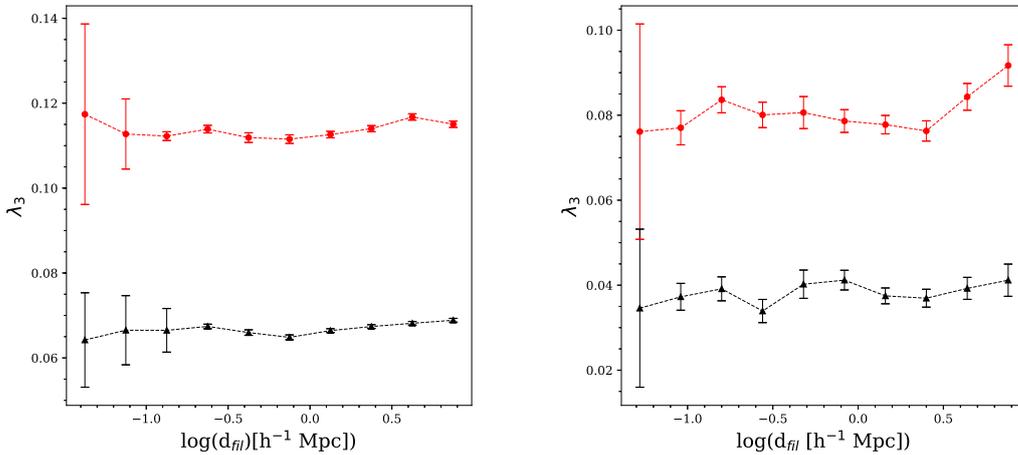


Figura B.1: *Izquierda:* mediana de λ_3 como función de $\log(d_{\text{fil}})$ para galaxias LSB (rojo) y HSB (negro), correspondiente a la muestra limitada por volumen. *Derecha:* Misma gráfica, pero para las muestras de control.

En la Fig. B.1, se observa λ_3 como función de la distancia d_{fil} al filamento más cercano, para la muestra limitada por volumen (izquierda) y las muestras de control (derecha). Nuevamente, en ambos casos, no se observa una dependencia de λ_3 con la distancia al filamento más cercano. Más aún, para una distancia al filamento dada, las galaxias LSB muestran valores más altos del espín. Por otra parte, en la

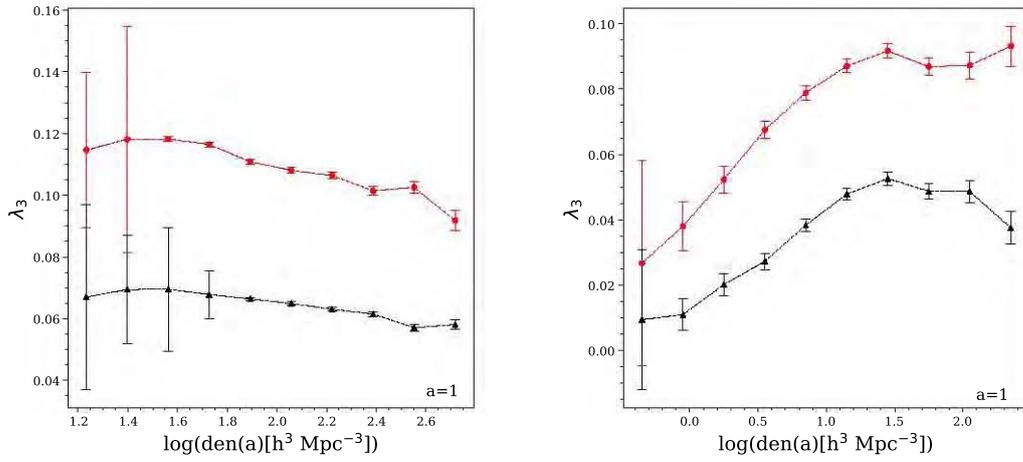


Figura B.2: *Izquierda:* mediana de λ_3 como función de $\log(\text{den}(a))$ con $a = 1 \text{ h}^{-1} \text{ Mpc}$, para galaxias LSB (rojo) y HSB (negro) de la muestra limitada por volumen. *Derecha:* Misma gráfica, pero para las muestras de control.

Fig. B.2 se despliega λ_3 como función del logaritmo de la densidad $\text{den}(a)$, para $a = 1 \text{ h}^{-1} \text{ Mpc}$. Nótese que, al igual que con j_* , el espín es sistemáticamente mayor para LSB que para las HSB.

Por último, en la Fig. B.3 se muestran las distribuciones de λ_3 , segregando a las galaxias entre aquellas que se encuentran en alguna de las estructuras a gran escala. Las líneas verticales corresponden al valor promedio de λ_3 . Podemos observar, tanto para la muestra limitada por volumen como las muestras de control, un aumento progresivo de λ_3 , entre galaxias que se encuentran en *voids*, *sheets*, *filaments* y *clusters*.

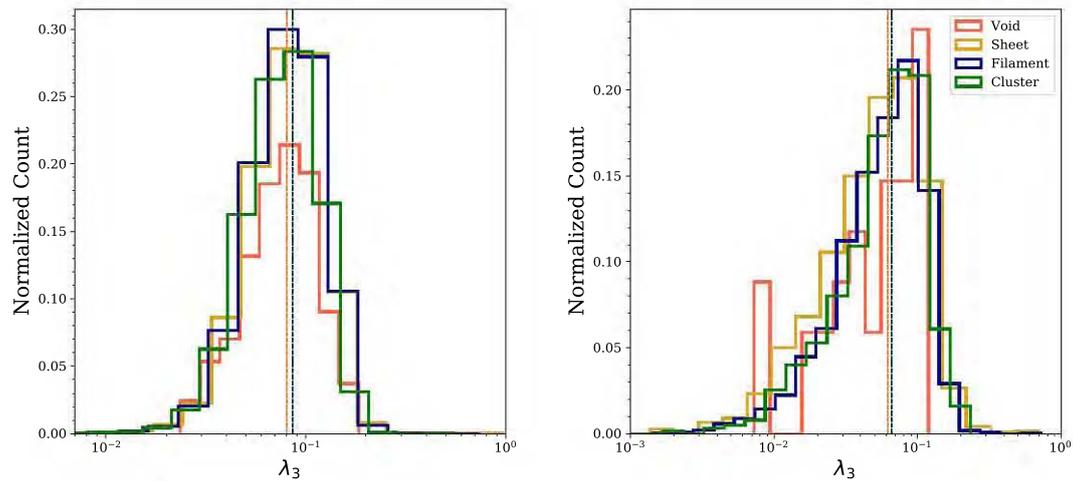


Figura B.3: *Izquierda:* distribuciones de λ_3 para la muestra limitada por volumen, para galaxias que se encuentran sobre las diferentes estructuras a gran escala. *Derecha:* misma figura, pero para las muestras de control.