

UNIVERSIDAD NACIONAL DE CÓRDOBA

---

OBSERVATORIO NACIONAL DE CÓRDOBA

FACULTAD DE MATEMÁTICA ASTRONOMÍA, FÍSICA Y COMPUTACIÓN

# Efectos del ambiente sobre las galaxias y la distribución de polvo en grupos

por

SILVIO RODRÍGUEZ MONCADA.

Trabajo de tesis presentado a la Facultad de Matemática Astronomía,  
Física y Computación de la Universidad Nacional de Córdoba

SUPERVISOR : Dr. Diego Garcia Lambas  
TRIBUNAL EXAMINADOR : Dra. Sofia Cora  
: Dr. Damián Mast  
: Dr. Marcelo Lares

Noviembre 2019

CÓRDOBA – ARGENTINA





# Agradecimientos







# Resumen

En este trabajo analizamos los efectos del ambiente sobre propiedades de las galaxias y la distribución de polvo en grupos, explorando diferentes aspectos de las relaciones entre ellas.

Por un lado exploramos el efecto de la pertenencia a grupos sobre la distribución de formas tridimensionales de las galaxias, modelando éstas como elipsoides. Asimismo analizamos la interrelación entre las propiedades del ambiente y las formas de las galaxias. También estudiamos la manera en que el ambiente afecta la formación estelar de distintas zonas de galaxias en grupos, separando las galaxias en mitades y estudiando de manera separada la mitad de las galaxias más cercana al centro del grupo y la mitad más alejada. Alrededor de estas mismas galaxias analizamos además la distribución de polvo, usando el enrojecimiento de cuásares lejanos para estimar la distribución espacial y la masa total del polvo. Finalmente estudiamos la distribución espacial del polvo alrededor de grupos, analizando diferentes propiedades y relaciones de interés astrofísico.

También presentamos resultados sobre la diferencia de formación estelar en diferentes zonas de las galaxias tomando en cuenta determinaciones de la velocidad peculiar hacia los grupos y su componente en la dirección hacia el centro de éstos.

Analizado la distribución de las forma de las galaxias encontramos que las espirales en grupos son muy similares a las espirales de campo, utilizando muestras con propiedades intrínsecas similares (magnitud, tamaño y color). Pero para espirales en grupos, aquellas en entornos más densos o más cercanas al centro del grupo, tienden a tener un disco más



circular que galaxias en entornos menos densos o lejos del centro de los grupos. Además encontramos que los discos de espirales centrales son más delgados que en otras galaxias espirales con similares características.

Para galaxias elípticas no encontramos dependencias importantes entre la forma y la posición relativa en los grupos, o su densidad local. Sin embargo, encontramos que las galaxias elípticas en grupos tienden a ser más esféricas que las elípticas de campo con propiedades intrínsecas similares.

Estudiando el color de los cuásares y como este varía con el redshift y posición angular, derivamos el promedio de exceso de color respecto al promedio en regiones alrededor de galaxias miembro de los grupos e inferimos la masa de polvo asociada. Para galaxias disco perpendiculares al plano del cielo, y con una distancia al centro del grupo del orden del radio virial del grupo, encontramos valores de exceso de color sistemáticos del orden de  $e \sim 0.009 \pm 0.004$  para el color  $g - r$ . Asumiendo propiedades del polvo similares al de la Vía Láctea derivamos una masa de  $(5.8 \pm 2.5) \cdot 10^8 M_{\odot}/h$ , implicando que una importante fracción del polvo en grupos proviene de las galaxias.

También realizamos estudios fotométricos de galaxias miembro para derivar las asimetrías de color relativa a la dirección al centro del grupo desde una galaxia dada. Concluimos que la región de la galaxia que está más cerca del centro tiende a ser más azul, consistente con efectos de compresión del gas y formación estelar.

Combinando los análisis de la distribución del polvo y de las anisotropías de las galaxias, encontramos que las galaxias con una menor asimetría de color muestran las mayores cantidades de polvo removido.

Mediante un análisis similar hemos estudiado la distribución del polvo centrado en grupos. Notamos que, de acuerdo al enrojecimiento de los cuásares, existe una concentración de polvo cercana al radio virial del centro de los grupos. Este exceso de material está alineado con el semieje mayor del grupo, determinado a través de la posición de las galaxias miembro, como así también con la orientación del semieje mayor de la galaxia

más brillante del grupo. Estos resultados indican que la historia de formación de la galaxia central está fuertemente ligada a la formación del grupo anfitrión.

Un análisis más detallado nos indica que esta alineación entre la distribución del polvo, la distribución de galaxias miembro, y la orientación de la galaxia central solo está presente cuando existe alineación significativa entre el grupo anfitrión y la galaxia central. De la misma manera se observa que los grupos en los cuales la formación estelar es más alta, son los que muestran mayor presencia de polvo. Asimismo hemos encontrado relaciones entre las propiedades de la galaxia central y la presencia de polvo con la distribución de galaxias en los grupos.

Los resultados presentados en esta tesis son un aporte al conocimiento sobre la formación y evolución de estructuras tales como galaxias y sistemas de galaxias.







# Contenidos

<b>1 Marco Teórico</b>	<b>25</b>
<b>2 Efectos del ambiente sobre la forma 3D de las galaxias</b>	<b>31</b>
2.1 Metodología . . . . .	32
2.1.1 Parametrización de las formas . . . . .	32
2.1.2 El modelo de extinción de polvo . . . . .	33
2.1.3 Extinción y función de luminosidad . . . . .	35
2.1.4 Metropolis-Hastings . . . . .	36
2.2 Muestra de galaxias . . . . .	37
2.3 Resultados . . . . .	41
2.3.1 Galaxias espirales centrales y satélites . . . . .	45
<b>3 Polvo arrancado de las galaxias por <i>ram-pressure</i> y efectos sobre la formación estelar</b>	<b>51</b>
3.1 Metodología . . . . .	52
3.1.1 Diferencias entre mitades de las galaxias . . . . .	54
3.2 Muestras de grupos, galaxias y cúasares . . . . .	55
3.3 Resultados . . . . .	57
3.3.1 Efectos observacionales del material arrancado . . . . .	57
3.3.2 Dependencia respecto a parámetros del grupo o de la galaxia . . . . .	60

3.3.3	Efectos internos de las galaxias miembro . . . . .	61
3.3.4	Explorando la relación entre los efectos de las galaxias y el material removido . . . . .	63
<b>4</b>	<b>Análisis de la distribución de polvo en grupos</b>	<b>67</b>
4.1	Metodología . . . . .	68
4.2	Muestra . . . . .	69
4.3	Resultados . . . . .	71
4.3.1	Relación entre el semieje del grupo y la BGG . . . . .	75
4.3.2	Análisis por propiedades de los grupos . . . . .	76
<b>5</b>	<b>Resultados del análisis de las anisotropías de galaxias con velocidad al centro</b>	<b>85</b>
5.1	Metodología y muestras . . . . .	86
5.2	Resultados . . . . .	90
<b>6</b>	<b>Discusión y conclusiones</b>	<b>93</b>

# Lista de Figuras

2.1	Función de luminosidad de las espirales <i>face-on</i> y <i>edge-on</i> . . . . .	35
2.2	Distribuciones de $b/a$ para las submuestras separadas por propiedades ambientales junto con ejemplos de galaxias para cada submuestra. El set superior de figuras muestra la distribución de espirales y el set inferior la distribución de elípticas. Arriba a la izquierda (en ambos sets): Muestras separadas entre grupo y campo. Arriba a la derecha: Muestras separadas entre centrales, satélites y satélites+campo. Centro izquierda: Muestras separadas por $\Sigma_5$ . Centro derecha: Muestras separadas por $r/r_{vir}$ . Abajo a la izquierda: Muestras separadas por masa del grupo. Las medianas de magnitud, color y tamaño son similares entre muestras del mismo panel (ver tabla 2.1). . . . .	40
2.3	Distribución de $\gamma$ y $\epsilon$ para muestras de galaxias elípticas divididas de acuerdo a diferentes propiedades. Los paneles superiores muestran la distribución de $\gamma$ y los inferiores al distribución de $\epsilon$ . Izquierda: Elípticas de grupo y campo. Derecha: Elípticas centrales, satélites y satélites+campo. Las líneas verticales indican las medianas, mientras que las áreas a rayas indican las incertezas de esta mediana. . . . .	43



2.4	Distribución de $\gamma$ y $\epsilon$ para muestras de galaxias espirales separadas por parámetros continuos. Los paneles superiores muestran la distribución de $\gamma$ y los inferiores de $\epsilon$ . Izquierda: Espirales separadas por $\Sigma_5$ . Derecha: espirales separadas por $r/r_{vir}$ . . . . .	44
2.5	Distribuciones de $\gamma$ y $\epsilon$ para galaxias espirales separadas entre centrales, satélites y satélites+campo. El set izquierdo de paneles contiene las distribuciones calculadas usando la banda $r$ . El set derecho de paneles contiene las distribuciones que obtuvimos usando la banda $i$ (no incluye la muestra satélites+campo). . . . .	45
2.6	Distribuciones de $\gamma$ y $\epsilon$ para las muestras de espirales centradas y satélites separadas por diferentes propiedades intrínsecas. Los paneles superiores muestran la distribución de galaxias centrales, los inferiores de galaxias satélites. Izquierda: Muestras separadas por $D_n4000$ . Medio: Galaxias separadas por color $g - r$ . Derecha: Galaxias separadas por concentración. . . . .	47
3.1	Una galaxia miembro del grupo (amarillo) y cuásares de fondo (azul) proyectados en el plano del cielo. La línea de puntos es perpendicular al vector entre la galaxia y el centro del grupo y separa la galaxia en dos mitades. $\phi_s$ es el ángulo entre el semieje mayor de la galaxia y el vector al centro del grupo. Mientras que $\theta_i$ es el ángulo entre el vector entre la galaxia y el centro del grupo y el vector entre la galaxia y el cuásar. El área roja representa el enrojecimiento por polvo galáctico. . . . .	53
3.2	Correcciones aplicadas al color de los cuásares. Izquierda: dependencia de $g - i$ y $g - r$ con el redshift. Medio: Mapas de extinción para el color $g - r$ calculado usando un filtro de 2 grados de pasa bajo. Derecha: Mapa de extinción para $g - i$ . . . . .	57

3.3	Mapas de color de los cuásares de fondo alrededor de galaxias, la posición del centro del grupo es en la dirección del eje $x$ positivo. En estos mapas calculamos $\theta_i$ en el rango $0^\circ$ - $180^\circ$ , y luego espejamos los datos para el rango $180^\circ$ - $360^\circ$ . Izquierda: Mapas para el color $g - r$ alrededor de galaxias. Derecha: Mapa para el color $g - r$ en zonas de control. . . . .	58
3.4	Diferencia entre la media del exceso de color de cuásares de fondo en función del ángulo definido por el cuásar de fondo, la galaxia en el grupo y el centro del grupo, y la mediana del exceso de color de cuásares de fondo en las zonas de control. Izquierda: Valores medios para el color $g - r$ , Derecha: Valores medios para $g - i$ . . . . .	59
3.5	Diferencias entre las medianas de exceso de color $g - r$ alrededor de galaxias y el exceso de color en zonas de control. Izquierda: Muestras seleccionadas por magnitud absoluta. Centro: muestras seleccionadas por color. Derechas: Muestras seleccionadas por masa del grupo. . . . .	61
3.6	Diferencias entre el color de las mitades <i>leading</i> y <i>trailing</i> en función del ángulo entre el vector al centro del grupo y el semieje mayor de la galaxia, separadas en submuestras de acuerdo a la distancia al centro del grupo en unidades de $r_{180}$ . La línea a puntos muestra el valor de 0, mientras la línea a trazos y el área sombreada muestra el color promedio para toda la muestra y el error correspondiente. . . . .	62
3.7	Diferencia en el exceso de color $g - r$ de cuásares de fondo relativo a la muestra de control en función de la diferencia de color de la <i>leading half</i> y la <i>trailing half</i> . . . . .	64
4.1	Relación entre la tasa de formación estelar específica y la luminosidad total de los grupos. La línea continua muestra la variación de la mediana de sSFR con la luminosidad, la línea a trazos y puntos el primer tercil, y la línea a trazos el segundo tercil. . . . .	70

4.2	Exceso de color en función de la distancia al centro del grupo, en unidades de $r_{180}$ . . . . .	72
4.3	Exceso de color respecto al promedio en función del ángulo formado por el centro del grupo, la posición del cuásar a analizar y un eje particular, en este caso usamos el semieje mayor del grupo y el semieje mayor de la BGG	74
4.4	Histograma del ángulo entre el semieje mayor del grupo, y del semieje mayor de la BGG. . . . .	75
4.5	Exceso de color para grupos en los cuales el semieje mayor de los grupos y de la BGG tienen una diferencia menor a $30^\circ$ (aligned), y para los grupos en los cuales las diferencias entre los semiejes es de más de $60^\circ$ (antialigned). Arriba: Exceso de color en función de la distancia al centro. Abajo Izquierda: Exceso de color en función de la posición angular respecto al semieje de la BGG. Abajo Derecha: Exceso de color en función de la posición angular respecto al semieje del grupo. . . . .	77
4.6	Exceso de color en función de la tasa de formación estelar de las galaxias miembro de los grupos. Izquierda: Exceso de color en función de la distancia a la BGG. Derecha: Exceso de color en función del ángulo respecto al semieje mayor de la BGG. . . . .	78
4.7	Variación del exceso de color en cuásares en función de las características asociadas a la magnitud de las galaxias del grupo. Paneles superiores: Variación del exceso de color en función de la distancia al centro. Paneles inferiores: Variación con respecto al ángulo respecto al semieje mayor de la BGG. Izquierda: Muestras separadas por la magnitud de la BGG. Derecha: Muestras separadas por al diferencia de magnitud entre la galaxia más brillante y la segunda más brillante ( $\Delta M_r$ ). . . . .	80

4.8	Exceso de color en función de la clasificación de la galaxia central de acuerdo al diagrama BPT. Izquierda: Exceso de color en función de la distancia a la BGG. Derecha: Exceso de color en función del ángulo respecto al semieje mayor de la BGG. . . . .	81
4.9	Histograma de magnitud absoluta para las muestras AGN+Liners, Star Forming y early type. . . . .	83
5.1	Distribución del número de miembros por grupo en el cual se encuentra cada galaxia. . . . .	87
5.2	Distribución de la concentración de las galaxias separadas entre las galaxias en grupos y galaxias en cúmulos. . . . .	88
5.3	$\Delta C$ en función de la velocidad de las galaxias respecto al centro del grupo (valor positivo implica que la galaxia está saliendo del grupo) donde el area a trazos indica la desviación estandar de $\Delta C$ de la muestra de galaxias, mientras que las zonas de color rojo muestran el promedio y el error de $\Delta C$ para velocidades negativas y positivas. Izquierda: Muestra de galaxias en grupos. Derecha: Muestra de galaxias en cúmulos. . . . .	89
5.4	$\Delta C$ (definido de acuerdo a la velocidad al centro) en función del color $g-r$ de la galaxia, la línea solida es un ajuste líneal de los datos. Izquierda: Grupos. Derecha: Cúmulos. . . . .	91



# Lista de Tablas

2.1	Medianas en magnitud, color y tamaño para las submuestras de galaxias separadas por sus propiedades ambientales. Para espirales y elípticas. . . .	39
2.2	Valores medios de $\gamma$ y $\epsilon$ para todas las muestras analizadas, junto con los valores de $E_0$ para las muestras de espirales. . . . .	42
2.3	Valores de $E_0$ , $\langle\gamma\rangle$ y $\langle\epsilon\rangle$ para las submuestras creadas a partir de las muestras de galaxias espirales centrales y satélites. . . . .	49
3.1	Medianas de magnitud y color . . . . .	56









# Capítulo 1

## Marco Teórico

La formación de galaxias está intrínsecamente ligada al ambiente en el cual se encuentran, lo cual condiciona fuertemente no solo sus características, sino también las propiedades de las zonas cercanas a ellas.

En los modelo de formación jerárquico, dentro de los cuales se cuenta el modelo cosmológico actual ( $\Lambda$ CDM<sup>1</sup>), primero colapsan las pequeñas sobredensidades, que luego pasan a formar parte de estructuras más grandes (vease Peebles, 1980, para más detalles). Esto implica que la formación de galaxias no ocurre in-situ dentro de los grupos y cúmulos, sino que las galaxias se virializan antes que los grupos, y éstos se forman al moverse las galaxias hacia zonas de mayor densidad.

En este escenario, las galaxias son afectadas por diversos mecanismos en su movimiento hacia zonas de mayor densidad. Estos pueden ser por efecto de la gravedad, como por ejemplo fusiones e interacciones con otras galaxias (Barnes & Hernquist, 1996), inter-

---

<sup>1</sup>El modelo  $\Lambda$  Cold Dark Matter ( $\Lambda$ CDM) describe un Universo con 3 componentes principales, una componente de energía oscura ( $\Lambda$ ) de densidad constante, el cual contribuye a la expansión del Universo, una componente de materia oscura fría, y una componente de materia bariónica. El modelo  $\Lambda$ CDM no se restringe a una dada curvatura, sin embargo las mediciones actuales de los parámetros del modelo apuntan hacia un Universo plano o con curvatura despreciable.

acciones de galaxias con el potencial del grupo (Byrd & Valtonen, 1990), encuentros cumulativos a alta velocidad entre galaxias, (*harrasement*, Moore et al., 1996), o pueden ser efectos debido a interacciones hidrodinámicas de las galaxias con el gas caliente del medio intragrupo, como evaporación termal (Cowie & Songaila, 1977), barrido viscoso (Nulsen, 1982), y la presión de barrido (*ram pressure stripping*, Gunn & Gott, 1972). Para un resumen sobre los mecanismos que afectan a una galaxia en un grupo/cúmulo ver Boselli & Gavazzi (2006).

Una de las características de las galaxias que se ve afectada por el ambiente en donde se encuentran es la distribución espacial de las estrellas que la componen. El estudio de la forma en la que se distribuyen las estrellas en las galaxias puede entregarnos pistas acerca de su dinámica (Davies et al., 1983; Binney, 1985), y además puede darnos información acerca de su historia de formación (Sandage et al., 1970). Junto con esto, el conocimiento de la distribución real de formas de galaxias puede ayudar a probar modelos semi-analíticos de formación de galaxias y simulaciones hidrodinámicas. En particular, es importante estudiar la dependencia de la forma de las galaxias con el ambiente si esperamos entender completamente los procesos de formación y dinámicos del contenido estelar de las galaxias.

El efecto del ambiente sobre la morfología de una galaxia fue descubierto por Dressler (1980). En este trabajo se describe una relación entre la densidad local y el tipo morfológico, en la cual a medida que la densidad local se incrementa, decrece la abundancia de espirales y crece el número de elípticas y S0. También encontró que la luminosidad de las elípticas crece con la densidad local.

Más recientemente en Kuehn & Ryden (2005) se estudia el impacto del ambiente en la forma de las galaxias. Se descubre que las galaxias con perfiles de tipo espirales tienden a ser más planas en ambientes de alta densidad, y que las galaxias elípticas con magnitudes similares tienden a tener una razón de semiejes más alta en ambientes de alta densidad, sin embargo en Kuehn & Ryden solo se usa la forma proyectada ( $b/a$ ) para realizar el análisis, y la submuestras usadas no poseen las mismas propiedades intrínsecas.

La forma intrínseca de las galaxias ha sido analizada en varios trabajos (e.g., Sandage et al., 1970; Lambas et al., 1992; Andersen et al., 2001), siendo uno de los más recientes Rodríguez & Padilla (2013, en adelante RP13), en este trabajo se extiende el análisis de Padilla & Strauss (en adelante PS08 2008) usando datos del Sloan Digital Sky Survey (SDSS, York et al., 2000) Data Release 8 (Aihara et al., 2011) y Galaxy Zoo 1 (Lintott et al., 2011). En RP13 se usa la misma parametrización de la forma de las galaxias que en Shen et al. (2010).

En este trabajo de tesis expandimos lo realizado en RP13, estudiando cómo el ambiente afecta las distribuciones de la forma 3D de las galaxias. Con este fin utilizamos una muestra de galaxias en grupos y analizaremos las distribuciones de las diferentes formas para submuestras ubicadas en diferentes ambientes.

La *ram pressure* produce dos efectos importantes sobre las galaxias que están entrando en grupos, por un lado puede causar que las galaxias pierdan material, además de asimetrías de la formación estelar en diferentes zonas de la galaxia.

Descrita por primera vez por Gunn & Gott (1972), la *ram pressure* es la presión sobre las galaxias que entran en grupos debido al gas caliente del medio intragrupo, esto produce dos efectos observables sobre las galaxias, en primer lugar la compresión del gas provoca que la tasa de formación estelar de las galaxias aumente temporalmente, para luego ser suprimida. Este aumento de la formación estelar no es homogéneo en toda la galaxia, sino que es mayor en las zonas más cercanas a la dirección de movimiento. La segunda consecuencia del efecto de la *ram pressure* es la pérdida de material de las galaxias, tanto gas como polvo (Poggianti et al., 2016; Jaffé et al., 2018). Existen casos en los cuales se puede producir formación estelar en el gas que ha perdido la galaxia, con lo cual se crean las galaxias medusa.

Las simulaciones numéricas proveen información útil en el proceso de transformación de las galaxias. Por ejemplo, simulaciones hidrodinámicas muestran la eficiencia de la *ram pressure* como mecanismo de disminución de la formación estelar en galaxias entrando en

grupos (ver por ejemplo Steinhauser et al., 2016). Además, los modelos semi-analíticos necesitan modelar los efectos de la *ram pressure* para ser capaces de reproducir algunas propiedades observables (De Lucia et al., 2004; Tecce et al., 2010; Guo et al., 2011). La *ram pressure stripping* es un mecanismo efectivo para que una galaxia pierda una gran cantidad de gas y polvo, y por tanto, galaxias en su primera entrada en un grupo/cúmulo pueden sufrir un importante cambio, dejando una fracción substancial de polvo y gas en sus trayectorias hacia grupos.

Un trabajo clave para el desarrollo de esta tesis es Troncoso Iribarren et al. (2016, T16), en el cual se estudia la eficiencia de la formación estelar en mitades de galaxias separadas de acuerdo a su orientación respecto al vector de movimiento en sus órbitas alrededor de cúmulos en la simulación hidrodinámica EAGLE (Schaye et al., 2015; Crain et al., 2015). Se encuentra una importante correlación entre la eficiencia de formación estelar y el ángulo relativo entre el vector de velocidad y el vector al centro del grupo ( $\phi$ ). Galaxias entrando en cúmulos, particularmente cuando el vector velocidad y el vector al centro del grupo son perpendiculares, muestran una formación estelar más alta en la zona de la galaxia que apunta en la dirección de movimiento que en la sección contraria (ver panel derecho de la figura 2 en T16). Remarcamos el hecho de que estos resultados fueron hechos analizando distribuciones 3D sin proyección. En un trabajo complementario, T19 (en preparación), se encuentra que este aumento en la SFR se debe principalmente al incremento de la presión y la densidad de las partículas de gas.

En este trabajo caracterizamos la masa de polvo arrancada de las galaxias por efecto de la *ram pressure* al entrar en grupos usando el enrojecimiento de cuásares lejanos que se encuentran cercanos a las galaxias miembro de los grupos en proyección, y también medimos las diferencias en la formación estelar entre las diferentes zonas de las galaxias usando el color como un parámetro aproximado de la tasa de formación estelar. Analizamos si existe relación entre las anisotropías en la formación estelar y la masa de polvo alrededor de las galaxias.

Las simulaciones muestran que las galaxias siguen caminos preferenciales de acceso a los grupos, ya que éstas suelen provenir desde zonas filamentarias (Gheller et al., 2016; Springel et al., 2018). Existe importante evidencia observacional de la existencia de la red filamentaria (Jõeveer et al., 1978; Bond et al., 1996), con la construcción de catálogos de filamentos (vease por ejemplo Tempel et al., 2014). Dados ambos antecedentes, se presume que las galaxias entran a los grupos provenientes de direcciones preferenciales.

Puesto que existe esta anisotropía en la dirección de entrada, es esperable que el polvo en los grupos esté también alineado con ejes preferenciales, por lo tanto en este trabajo estudiamos la distribución de polvo dentro de los grupos de manera similar a nuestro estudio del polvo alrededor de galaxias, usando el enrojecimiento de los cuásares de fondo como un parámetro de la distribución de polvo.

Este trabajo está organizado como sigue: En el capítulo 2 analizamos el efecto que tiene el ambiente sobre la distribución de la forma de las galaxias. En el capítulo 3 analizamos la masa de polvo alrededor de galaxias en movimiento hacia grupos, así como la existencia de anisotropías en la tasa de formación estelar dentro de las galaxias. En el capítulo 4 presentamos los resultados de la distribución de polvo dentro de los grupos. En el capítulo 5 presentamos resultados preliminares, en los cuales volvemos a analizar las anisotropías de formación estelar en las galaxias, incorporando información acerca de la velocidad de la galaxia respecto al centro del grupo. Y finalmente en el capítulo 6 presentamos nuestras conclusiones.



## Capítulo 2

# Efectos del ambiente sobre la forma 3D de las galaxias

En este capítulo analizamos el efecto del ambiente sobre la forma de las galaxias. Para ello utilizamos la distribución observada de la forma de galaxias en 2D para determinar la distribución más probable de la forma en 3D de diferentes submuestras ubicadas en diferentes ambientes.

Las galaxias son afectadas por diferentes mecanismos al entrar en grupos, tales como *ram pressure*, *harrasment*, efectos tidales, etc. Varios de estos mecanismos tienen un impacto directo sobre la distribución de las estrellas que forman las galaxias y sobre la cantidad de polvo que poseen las galaxias, la cual se verá reflejado sobre la distribución de forma proyectada<sup>1</sup>, que es el observable con el cual contamos.

Es imposible determinar cual es la forma 3D de una sola galaxia observando solo su proyección en 2D, pero es posible tomar un enfoque estadístico, y estimar a partir de una distribución de formas en 2D la distribución en 3D más probable de la cual esta

---

<sup>1</sup>La manera en que el polvo de las galaxias afecta la distribución observada de formas se detalla en la sección 2.1.2



distribución proyectada fue originada. Para simplificar el problema asumimos que las galaxias son elipsoides, y parametrizamos su forma usando las razones entre sus semiejes.

## 2.1 Metodología

Para parametrizar la forma 2D de las galaxias usamos  $b/a$ , el semieje menor sobre semieje mayor proyectados de las galaxias. Mientras que la forma en 3D la parametrizamos por  $\gamma \equiv C/A$  y  $\epsilon \equiv 1 - B/A$ , donde  $A$ ,  $B$  y  $C$ , son los ejes mayor, medio y menor de la galaxia en 3D, respectivamente. Asimismo, dada la naturaleza estadística de nuestra medición, necesitamos medir  $E_0$ , que es la absorción por polvo de una galaxia espiral vista de canto (*edge-on*) respecto a una galaxia vista de frente (*face-on*), ya que el oscurecimiento por polvo reduce el número de galaxias *edge-on*, afectando la distribución de  $b/a$ .

### 2.1.1 Parametrización de las formas

Siguiendo el trabajo de PS08, el modelo considera la distribución de  $\gamma$  y  $\epsilon$  para determinar la distribución de  $b/a$  en un catálogo simulado de galaxias. La relación entre  $\gamma$  y  $\epsilon$  con  $b/a$  está dada por (Binney, 1985):

$$\frac{b}{a} = \left[ \frac{A + C - \sqrt{(A - C)^2 + B^2}}{A + C + \sqrt{(A - C)^2 + B^2}} \right] \quad (2.1)$$

Donde  $A$ ,  $B$  y  $C$  son:

$$A = [1 - \epsilon(2 - \epsilon) \sin^2 \varphi] \cos^2 \theta + \gamma^2 \sin^2 \theta \quad (2.2)$$

$$B = 4\epsilon^2(2 - \epsilon)^2 \cos^2 \theta \sin^2 \varphi \cos^2 \varphi \quad (2.3)$$

$$C = 1 - \epsilon(2 - \epsilon) \cos^2 \varphi \quad (2.4)$$

Y  $\varphi$  toma valores aleatorios entre  $0^\circ$  y  $360^\circ$ , mientras que  $\cos(\theta)$  es un valor entre 0 y 1 obtenido de una distribución que depende de  $E_0$ . La forma de construir esta distribución será explicada más adelante.

Para modelar  $\gamma$  y  $\epsilon$ , en Rodríguez & Padilla (2013, RP13) se usan dos tipos diferentes de modelización. La modelización de "tipo n", en la cual se modela la distribución de  $\gamma$  como la suma de 10 gaussianas, con dispersión 0.08 y medias desde 0.1 hasta 0.82, con paso de 0.04, variando el número de galaxias en cada gaussiana para cambiar la forma de la distribución. La distribución de  $\epsilon$  es parametrizada como la suma del lado positivo de 10 gaussianas (cada una pesada por su propia dispersión, vease Rodríguez & Padilla, 2014) centradas en 0., con dispersiones entre 0.02 y 0.2, con paso de 0.02. En el caso llamado "tipo r", se modela la distribución de  $\gamma$  como la suma de 10 gaussianas con dispersiones de 0.08, con centros variando entre 0.04 a 0.4 con paso de 0.04. La distribución de  $\epsilon$  es parametrizada como una log-normal con centro y dispersión variable. La muestra de elípticas se ajusta bien con una modelización de tipo n, mientras que en el caso de las espirales depende de cada submuestra. En particular, la muestra total está bien ajustada por una modelización tipo r.

### 2.1.2 El modelo de extinción de polvo

El modelo de extinción de polvo usado en este trabajo asume que la extinción es proporcional al camino recorrido por la luz a través de la galaxia, dado esto la extinción debida al polvo crece con la inclinación de la galaxia. En Shao et al. (2007), Unterborn & Ryden (2008) y Maller et al. (2009) la profundidad óptica crece monótonicamente con el ángulo de inclinación.

El modelo de PS08 considera una galaxia oblada, con razones de ejes dados por  $x = B/A$  e  $y = C/A$ , con la extinción por polvo  $E$  en función de la inclinación  $\theta$ , dada por:

$$E(\theta) = \begin{cases} E_0 \cdot (1 + y - \cos \theta) & \text{if } \cos \theta > y \\ E_0 & \text{if } \cos \theta < y, \end{cases} \quad (2.5)$$

donde  $E_0$  es la extinción por polvo en magnitudes en una galaxia *edge-on*, y el valor de  $y$  puede ser extraído de la distribución de  $\gamma$ . Para el enrojecimiento se asume un modelo

análogo:

$$R(\theta) = \begin{cases} R_0 \cdot (1 + y - \cos \theta) & \text{if } \cos \theta > y \\ R_0 & \text{if } \cos \theta < y, \end{cases} \quad (2.6)$$

donde  $R_0$  es el enrojecimiento de una galaxia *edge-on* en magnitudes. En el caso ópticamente delgado  $R_0$  está relacionado con  $E_0$  por  $R_0 = E_0/2.77$  para la banda  $r$  y el color  $g - r$ . En PS08 los autores descubren que el resultado no depende fuertemente del valor por el cual se divide  $E_0$  para obtener  $R_0$ , por lo tanto se puede aplicar a los casos ópticamente grueso y delgado.

Luego, la función de luminosidad extinguida está dada por

$$\phi_E(M, \theta) = \phi(M + E(\theta)), \quad (2.7)$$

donde  $\phi(M)$  es la función de luminosidad sin extinguir, esta puede ser calculada usando las galaxias *face-on* de la muestra.

Definimos la razón entre el número de galaxias observadas y el número real de galaxias dada una magnitud como  $f_E(M) = \phi_E(M)/\phi(M)$ . Para el enrojecimiento se define  $f_R(g - r)$  como la razón entre las distribuciones enrojecida e intrínseca.

La razón entre el número de galaxias observada y el número intrínseco de galaxias a una dada inclinación se calcula multiplicando los efectos del enrojecimiento y la extinción.

$$\psi(\theta) = \frac{\int_{-\infty}^{\infty} \int_{-\infty}^{\infty} f_E(M) f_R(C) \phi_s(M) \phi_s(C) W(C, M) dC dM}{\int_{-\infty}^{\infty} \int_{-\infty}^{\infty} \phi_s(M) \phi_s(C) W(C, M) dC dM} \quad (2.8)$$

aquí  $C = g - r$ , y  $W$  es la correlación entre  $C$  y  $M_r$ . En PS08 se asume un  $W$  gaussiano, donde su media y dispersión se obtienen directamente de los datos. El sub-índice  $s$  indica que las funciones de luminosidad y color corresponden a una submuestra particular de galaxias, ya que  $\psi(\theta)$  depende no solo de la extinción y el enrojecimiento, sino que también depende del rango de color y magnitud de cada submuestra.

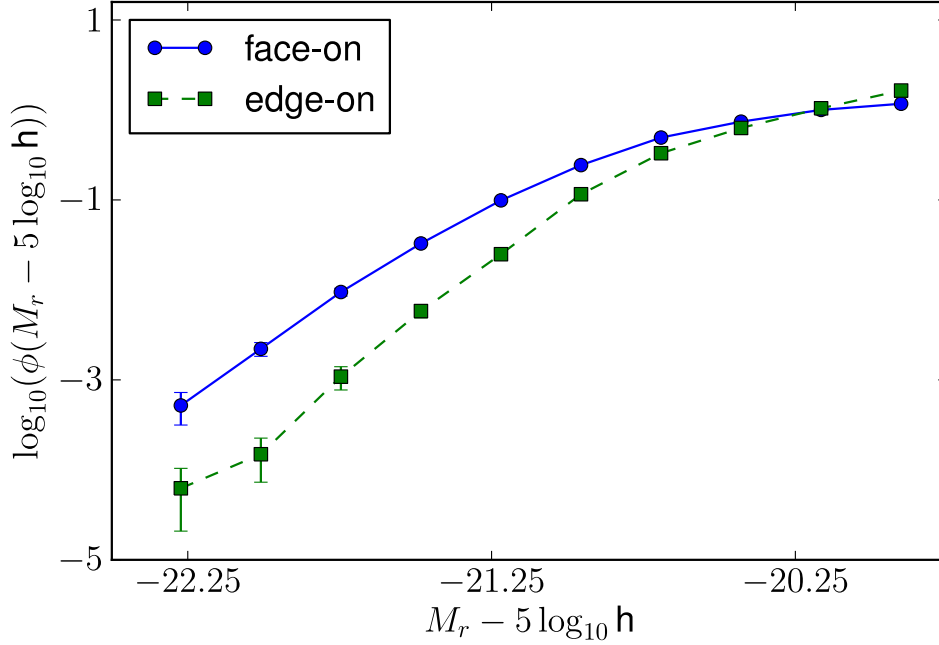


Figura 2.1: Función de luminosidad de las espirales *face-on* y *edge-on*.

Usando la distribución de  $\psi(\theta)$  se calcula una inclinación  $\theta$  para las galaxias en el catálogo simulado, la cual usamos en las ecuaciones 2.2 y 2.3, y estos resultados son usados en la ecuación 2.1 para calcular el valor de  $b/a$  proyectado para cada galaxia simulada.

### 2.1.3 Extinción y función de luminosidad

Para obtener el valor de  $E_0$  se usa la diferencia entre la función de luminosidad de galaxias *face-on* y *edge-on*, como ejemplo, la figura 2.1 muestra las funciones de luminosidad para galaxias espirales *face-on* y *edge-on* de SDSS DR8 (Aihara et al., 2011). Se ve una clara diferencia entre las dos funciones de luminosidad, la cual se usa para calcular  $E_0$  siguiendo los pasos descritos a continuación:

- Para una dada submuestra de galaxias, se selecciona el 10% de las galaxias con los

valores más altos de  $b/a$  (*face-on*) y el 10% con los más bajos  $b/a$  (*edge-on*). Se calcula la función de luminosidad para cada una de estas submuestras.

- Para cada valor en la función de luminosidad de las galaxias *face-on* se calcula la diferencia en magnitudes a la función de luminosidad *edge-on*. Al promedio de esta diferencia se le llama  $\Delta E$ .
- Se calcula el valor promedio de  $b/a$  ( $\langle b/a \rangle$ ) para las galaxias *face-on* y *edge-on*. Con esto obtenemos el valor de  $\cos(\theta)$  equivalente en la tabla 8 de PS08. También se usan los valores de  $\langle \gamma \rangle$  y  $\langle \epsilon \rangle$  de PS08 para obtener  $y$ .
- Usando la ecuación 2.5 se calcula el valor de  $E_0$  correspondiente a este  $\Delta E$  y a los valores de  $\cos \theta$  e  $y$ .
- Se usa este  $E_0$  para obtener una nueva distribución de  $\gamma$  y  $\epsilon$  para esta muestra.
- Se repite el cálculo de  $E_0$  a partir de  $\Delta E$ , pero esta vez usando los valores de  $\gamma$ ,  $\epsilon$  y la relación de  $b/a$  con  $\cos(\theta)$  obtenidas a partir del nuevo ajuste.
- Finalmente se usa este valor de  $E_0$  para obtener la distribución final de  $\gamma$  y  $\epsilon$ .

De acuerdo con RP13, es suficiente con una iteración en el cálculo de  $E_0$  para obtener un valor convergente.

### 2.1.4 Metropolis-Hastings

Para encontrar las distribuciones de  $\epsilon$  y  $\gamma$  que presentan el mejor ajuste a las observaciones de la distribución de  $b/a$  se usa el algoritmo Metropolis-Hastings (Metropolis et al., 1953; Hastings, 1970), el cual es un método del tipo Monte Carlo Markov Chain.

El algoritmo Metropolis-Hastings usa una densidad de probabilidad ( $Q(\vec{x}_1, \vec{x})$ , donde  $\vec{x}_1$  y  $\vec{x}$  son vectores en el espacio de parámetros) para determinar un candidato al próximo

punto  $\vec{x}_1$  a partir del punto actual  $\vec{x}$ . La probabilidad  $\alpha$  de que  $\vec{x}_1$  es el siguiente punto en la cadena esta dada por:

$$\alpha = \frac{F(\vec{x}_1)Q(\vec{x}_1, \vec{x})}{F(\vec{x})Q(\vec{x}, \vec{x}_1)} \quad (2.9)$$

Aquí  $F(\vec{x})$  es la función cuyo espacio de parámetros se busca mapear, Si  $Q$  es simétrica, entonces  $Q(\vec{x}_1, \vec{x}) = Q(\vec{x}, \vec{x}_1)$ , y al algoritmo se le conoce como algoritmo Metropolis, con una probabilidad  $\alpha$  dada por  $\alpha = F(\vec{x}_1)/F(\vec{x})$ .

En nuestro caso,  $\vec{x}$  es la lista de porcentajes de galaxias en cada sub-distribución fija de  $\gamma$  y  $\epsilon$ , para un total de 20 parámetros (tipo n) o 12 parámetros (tipo r). Para la densidad de probabilidad  $Q$  se usa una distribución gaussiana centrada en el punto actual del espacio de parámetros. Buscamos maximizar  $1/\chi^2$ , dado por:

$$\chi^2(\{p\}_i) = \sum_{b/a \text{ bins}} \left[ \frac{N_{model}(b/a, \{p\}_i) - N(b/a)}{\sigma_{jackknife}(b/a)} \right]^2 \quad (2.10)$$

donde  $\{p\}_i$  es un set de parámetros,  $N(b/a)$  es la distribución normalizada observada de un dado  $b/a \pm \Delta b/a$  (con  $\Delta b/a$  la mitad del tamaño del bin),  $N_{model}(b/a, \{p\}_i)$  es la distribución normalizada dada por el modelo, y  $\sigma_{jackknife}(b/a)$  es el error en la distribución observada para un dado  $b/a$ , calculado usando el método *jackknife*. Durante este trabajo se usa un tamaño de bin dado por  $2\Delta(b/a) = 0.025$ .

## 2.2 Muestra de galaxias

En RP13 se usan datos obtenidos a partir del SDSS DR8 (Aihara et al., 2011) con información morfológica obtenida del catálogo Galaxy Zoo<sup>2</sup> (Lintott et al., 2008; Lintott et al., 2011)

---

<sup>2</sup>Galaxy Zoo es un proyecto para determinar características de las galaxias que pueden ser determinadas por inspección visual (tipo morfológico, la proximidad de otras galaxias, presencia de barras, etc) con la ayuda de voluntarios vía internet (galaxyzoo.org)

para determinar el tipo morfológico de las galaxias, aplicando cortes en la magnitud (con galaxias con una magnitud absoluta dada por  $M_r - 5 \log h < 19.77$  mags) y el *redshift* ( $z < 0.15$ ). Para obtener información del ambiente extendemos el catálogo de grupos de Zapata et al. (2009) al SDSS DR8. Zapata et al. (2009) usan un algoritmo *Friend-of-Friends* aplicado al SDSS DR6 (Adelman-McCarthy et al., 2008) para encontrar grupos de galaxias y sus propiedades (vease también Padilla et al., 2010). Añadimos esta información a los datos de RP13, y aplicamos un corte más estricto en redshift ( $z < 0.1$ ) para evitar efectos de incompletitud en la muestra, debido al hecho de que sobre este redshift la muestra de grupos solo incluye los más masivos.

Estudiamos diferentes opciones para producir las submuestras, y nos quedamos con aquellas que nos daban diferentes distribuciones de  $b/a$ . Las submuestras finales están separadas entre galaxias de campo y en grupos. Adicionalmente se separan las galaxias de grupo entre centrales y satélites, donde una galaxia es considerada central si es la galaxia más brillante del grupo (BGG), y satélite si no lo es<sup>3</sup>, se usa también  $r/r_{vir}$ , la distancia de una galaxia al centro de masa del grupo en unidades del radio virial del grupo,  $M/M_\odot$ , la masa virial del grupo, y  $\Sigma_5$ , la densidad proyectada al quinto vecino más cercano a la galaxia. Además se hace una muestra adicional que contiene las galaxias de campo y satélites.

Para cada submuestra seleccionada usando parámetros discretos (grupo o campo, satélite o central) se le asignan galaxias de modo que las distribuciones de propiedades intrínsecas (magnitud, color y tamaño físico) sean similares entre las muestras a comparar. La tabla 2.1 muestra las medianas de las características intrínsecas para cada muestra. La figura 2.2 muestra las distribuciones resultantes de  $b/a$  para las submuestras seleccionadas, separadas entre espirales y elípticas usando Galaxy Zoo.

Para galaxias seleccionadas por parámetros continuos tomamos un enfoque diferente

---

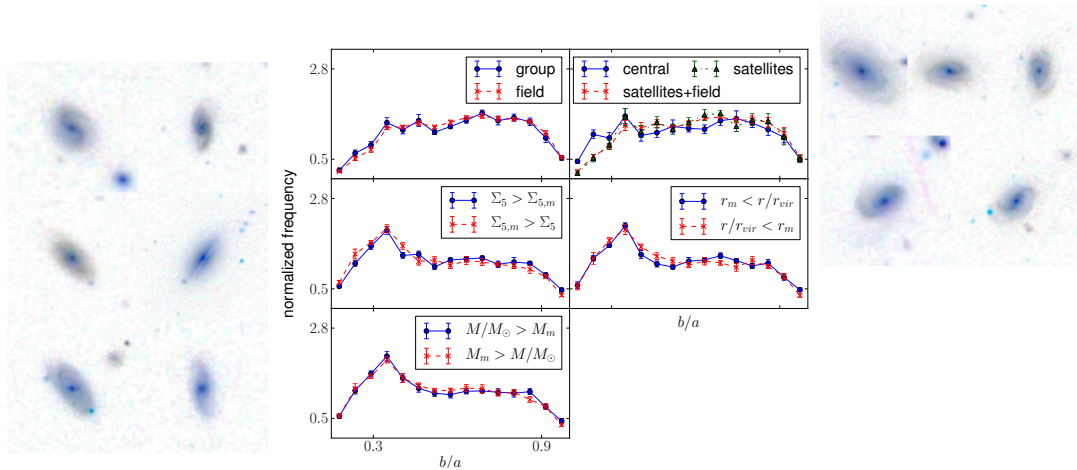
<sup>3</sup>Para determinar la galaxia más brillante en un grupo se usa la muestra completa y no solo las galaxias con información morfológica de Galaxy Zoo

Tabla 2.1: Medianas en magnitud, color y tamaño para las submuestras de galaxias separadas por sus propiedades ambientales. Para espirales y elípticas.

Muestra	Medianas para espirales			Medianas para elípticas		
	$M_r - 5 \log h$	$g - r$	$R_{50}/\text{kpc } h$	$M_r - 5 \log h$	$g - r$	$R_{50}/\text{kpc } h$
Grupo	-20.606	0.718	3.899	-20.543	0.973	2.243
Campo	-20.602	0.711	3.894	-20.54	0.97	2.299
Centrales	-20.603	0.718	3.807	-20.547	0.97	2.226
Satélites	-20.6	0.719	3.897	-20.547	0.974	2.287
Satélites+Campo	-20.602	0.714	3.892	-20.54	0.97	2.299
$\Sigma_5 > \Sigma_{5,m}$	-20.226	0.724	3.417	-20.832	0.977	2.711
$\Sigma_{5,m} > \Sigma_5$	-20.225	0.723	3.382	-20.833	0.976	2.713
$r_m > r/r_{vir}$	-20.204	0.722	3.353	-20.777	0.975	2.622
$r/r_{vir} > r_m$	-20.203	0.724	3.378	-20.787	0.976	2.605
$M/M_\odot > M_m$	-20.217	0.721	3.397	-20.851	0.976	2.733
$M_m > M/M_\odot$	-20.218	0.718	3.388	-20.853	0.976	2.713



## Espirales



## Elípticas

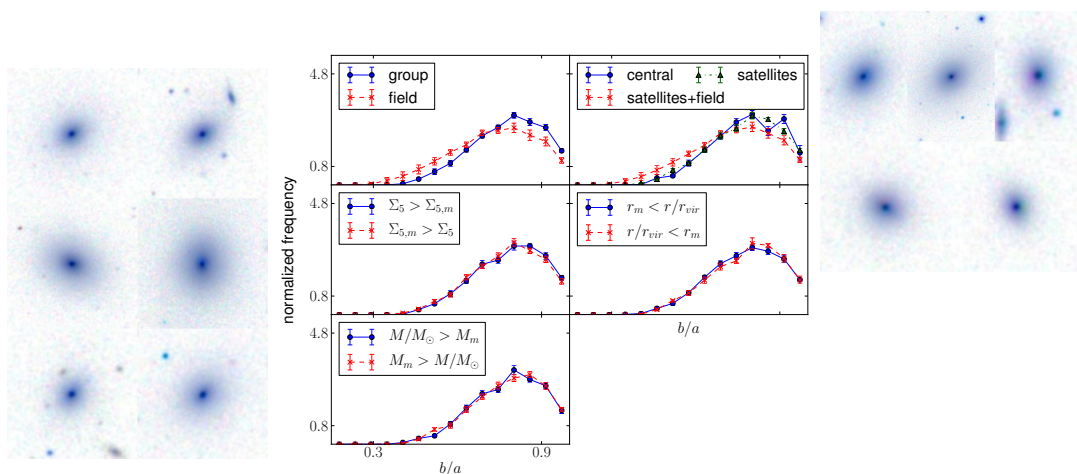


Figura 2.2: Distribuciones de  $b/a$  para las submuestras separadas por propiedades ambientales junto con ejemplos de galaxias para cada submuestra. El set superior de figuras muestra la distribución de espirales y el set inferior la distribución de elípticas. Arriba a la izquierda (en ambos sets): Muestras separadas entre grupo y campo. Arriba a la derecha: Muestras separadas entre centrales, satélites y satélites+campo. Centro izquierda: Muestras separadas por  $\Sigma_5$ . Centro derecha: Muestras separadas por  $r/r_{vir}$ . Abajo a la izquierda: Muestras separadas por masa del grupo. Las medianas de magnitud, color y tamaño son similares entre muestras del mismo panel (ver tabla 2.1).

(donde aplicamos cortes en las muestras hasta que las propiedades intrínsecas fueran similares). El procedimiento seguido fue separar la muestra total en intervalos de Magnitud, color y tamaño, y para cada intervalo se mide la mediana del parámetro a usar. Entonces seleccionamos para cada intervalo las galaxias con valores superiores e inferiores al valor de la mediana del valor de la propiedad ambiental a medir, nos referimos a esta mediana como  $\Sigma_{5,m}$  para densidad proyectada, que es una función de  $M_r$ ,  $g - r$  y  $R_{50}$ ,  $M_m$  para masa virial, y  $r_m$  para las distancia al centro del grupo en unidades del radio virial. Con este método obtenemos muestras con similares distribuciones de Magnitud, color y tamaño sin excluir ninguna galaxia de la muestra.

Las medianas de magnitud, color y tamaño de estas muestras están listadas en la tabla 2.1, mientras que la figura 2.2 muestra sus distribuciones de  $b/a$ .

## 2.3 Resultados

La figura 2.3 muestra la distribución modelada de  $\gamma$  y  $\epsilon$  para la muestra de galaxias elípticas. En la figura se pueden ver importantes diferencias entra las distribuciones resultantes, en particular para las elípticas en grupos y de campo. La tabla 2.2 muestra los valores medios de  $\gamma$  y  $\epsilon$  obtenidos para todas las muestras, junto con los valores de  $E_0$  para galaxias espirales. El panel de arriba a la izquierda en el set inferior de paneles de la figura 2.2 muestra una clara diferencia entre las muestras de elípticas en grupo y de campo, esto se confirma por los resultados en el panel derecho de la figura 2.3, en los cuales es posible apreciar que las galaxias de grupo tienden a tener un valor de  $\gamma$  más alto que las de campo. Es decir, las elípticas en grupos son más esféricas que las elípticas de campo. En el caso de las espirales no encontramos una diferencia relevante entre grupo y campo. Esto se confirma por los datos en la tabla 2.2, en los cuales no se puede ver una diferencia importante en los parámetros de forma de estas muestras.

La figura 2.2 muestra que no hay una diferencia importante entre elípticas centrales y

Tabla 2.2: Valores medios de  $\gamma$  y  $\epsilon$  para todas las muestras analizadas, junto con los valores de  $E_0$  para las muestras de espirales.

Muestra	Resultados para espirales			Resultados para elípticas	
	$E_0$	$\langle\gamma\rangle$	$\langle\epsilon\rangle$	$\langle\gamma\rangle$	$\langle\epsilon\rangle$
Grupo	$0.218^{+0.068}_{-0.073}$	$0.352 \pm 0.017$	$0.126 \pm 0.01$	$0.63 \pm 0.032$	$0.097 \pm 0.017$
Campo	$0.159^{+0.048}_{-0.051}$	$0.349 \pm 0.011$	$0.099 \pm 0.018$	$0.51 \pm 0.033$	$0.113 \pm 0.015$
Centrales	$0.11^{+0.168}_{-0.195}$	$0.239 \pm 0.013$	$0.118 \pm 0.025$	$0.667 \pm 0.067$	$0.12 \pm 0.008$
Satélites	$0.111^{+0.053}_{-0.073}$	$0.382 \pm 0.035$	$0.12 \pm 0.0107$	$0.61 \pm 0.026$	$0.11 \pm 0.007$
Satélites+Campo	$0.182^{+0.048}_{-0.052}$	$0.331 \pm 0.015$	$0.113 \pm 0.009$	$0.518 \pm 0.022$	$0.096 \pm 0.01$
$\Sigma_5 > \Sigma_{5,m}$	$0.195^{+0.055}_{-0.102}$	$0.269 \pm 0.029$	$0.146 \pm 0.046$	$0.647 \pm 0.027$	$0.113 \pm 0.009$
$\Sigma_{5,m} > \Sigma_5$	$0.186^{+0.048}_{-0.055}$	$0.232 \pm 0.017$	$0.264 \pm 0.035$	$0.62 \pm 0.015$	$0.099 \pm 0.017$
$r_m > r/r_{vir}$	$0.117^{+0.055}_{-0.083}$	$0.219 \pm 0.016$	$0.176 \pm 0.023$	$0.616 \pm 0.014$	$0.116 \pm 0.005$
$r/r_{vir} > r_m$	$0.204^{+0.079}_{-0.072}$	$0.257 \pm 0.022$	$0.251 \pm 0.03$	$0.611 \pm 0.02$	$0.116 \pm 0.009$
$M/M_\odot > M_m$	$0.149^{+0.061}_{-0.07}$	$0.249 \pm 0.022$	$0.186 \pm 0.02$	$0.615 \pm 0.027$	$0.127 \pm 0.018$
$M_m > M/M_\odot$	$0.144^{+0.06}_{-0.078}$	$0.256 \pm 0.017$	$0.202 \pm 0.026$	$0.614 \pm 0.017$	$0.111 \pm 0.011$

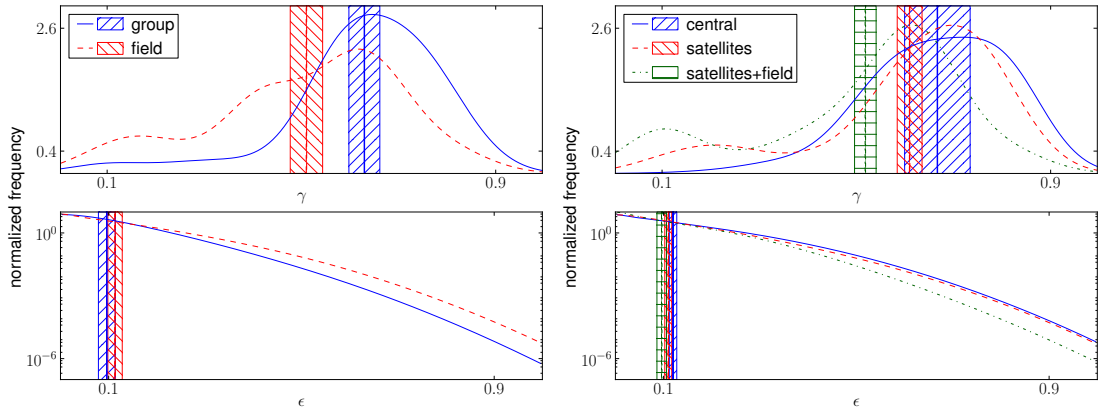


Figura 2.3: Distribución de  $\gamma$  y  $\epsilon$  para muestras de galaxias elípticas divididas de acuerdo a diferentes propiedades. Los paneles superiores muestran la distribución de  $\gamma$  y los inferiores al distribución de  $\epsilon$ . Izquierda: Elípticas de grupo y campo. Derecha: Elípticas centrales, satélites y satélites+campo. Las líneas verticales indican las medianas, mientras que las áreas a rayas indican las incertezas de esta mediana.

satélites. El panel derecho en la figura 2.3 no muestra ninguna diferencia en la distribución de  $\gamma$  entre centrales y satélites. La muestra de satélites+campo muestra una diferencia en  $\gamma$  con las otras dos muestras, pero esta diferencia puede atribuirse a diferencias entre las muestras de grupo y de campo.

La figura 2.4 muestra las distribuciones de parámetros que mejor ajustan la distribución observada de  $b/a$  para muestras separadas por propiedades continuas que muestran diferencias importantes entre las distribuciones de  $\gamma$  o  $\epsilon$ . La figura 2.2 muestra que no hay una diferencia entre las galaxias elípticas con  $\Sigma_5 > \Sigma_{5,m}$  y  $\Sigma_{5,m} > \Sigma_5$ , y muestra solo una pequeña diferencia para galaxias espirales. Para estas galaxias espirales hay una diferencia en la distribución de  $\epsilon$ , en la cual las galaxias en entornos más densos tienden a tener un disco más redondo que las galaxias en entornos menos densos. Esta diferencia es consistente con los resultados en la figura 2.3, en donde las galaxias espirales más cerca del centro de sus grupos tienden a tener un valor de  $\epsilon$  más pequeño que las espirales ubicadas

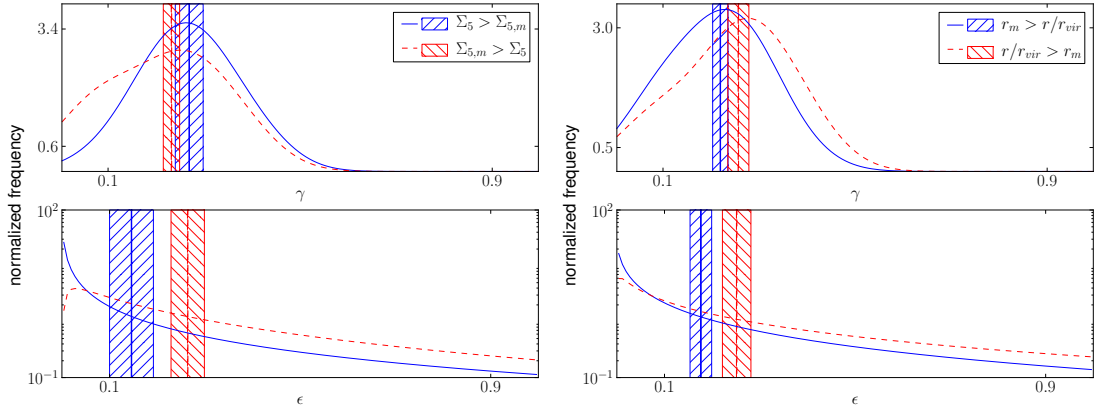


Figura 2.4: Distribución de  $\gamma$  y  $\epsilon$  para muestras de galaxias espirales separadas por parámetros continuos. Los paneles superiores muestran la distribución de  $\gamma$  y los inferiores de  $\epsilon$ . Izquierda: Espirales separadas por  $\Sigma_5$ . Derecha: espirales separadas por  $r/r_{vir}$ .

más lejos del centro. Para elípticas no encontramos ninguna diferencia importante entre galaxias en entornos con diferente densidad (ver tabla 2.2).

El panel de la mitad a la derecha en ambos set de paneles en la figura 2.2 muestra que no hay una diferencia significativa entre galaxias espirales ubicadas relativamente cerca del centro y galaxias que están más lejos del centro en unidades del radio virial. La figura 2.3 muestra que las espirales no muestran diferencia en  $\gamma$ , pero existe una diferencia en  $\epsilon$ , donde las espirales que están más cerca del centro del grupo tienden a tener un valor menor de  $\epsilon$  que otras espirales en grupos. Estos resultados muestran que las espirales que están relativamente cerca del centro tienden a tener un disco más circular. Esto es consistente con los resultados obtenidos usando  $\Sigma_5$  y las muestras de galaxias centrales y satélites. Para galaxias elípticas no encontramos una relación entre la forma y la distancia al centro de masa de los grupos.

En el caso de muestras separadas por masa virial del grupo, la forma de las galaxias no muestra ninguna diferencia entre las muestras de alta y baja masa de grupos para galaxias espirales o elípticas. La tabla 2.2 muestra que no existe diferencia estadística

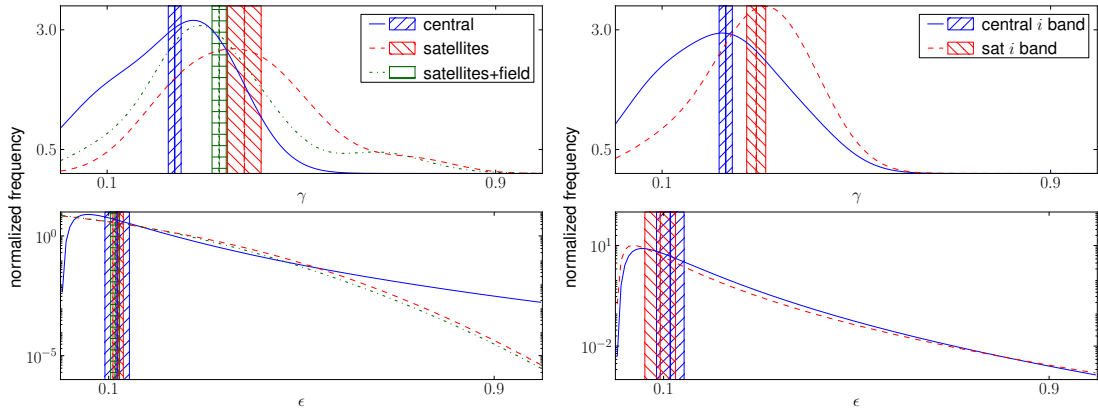


Figura 2.5: Distribuciones de  $\gamma$  y  $\epsilon$  para galaxias espirales separadas entre centrales, satélites y satélites+campo. El set izquierdo de paneles contiene las distribuciones calculadas usando la banda  $r$ . El set derecho de paneles contiene las distribuciones que obtuvimos usando la banda  $i$  (no incluye la muestra satélites+campo).

entre los parámetros de forma o la extinción por polvo de estas muestras.

### 2.3.1 Galaxias espirales centrales y satélites

Entre las distribuciones de forma 3D obtenidas, creemos que las muestras de galaxias espirales centrales y galaxias satélites merecen un análisis más profundo. La figura 2.5 muestra las distribuciones de  $\gamma$  y  $\epsilon$ , las cuales poseen importantes diferencias entre ellas. Sin embargo, las distribuciones de  $\gamma$  sugieren que las galaxias centrales tienden a ser más delgadas que las galaxias satélites. Esta tendencia también está presente en la muestra de satélites+campo. La tabla 2.2 contiene un resumen de estos resultados.

Para probar en más profundidad estos resultados hicimos un análisis similar usando la banda  $i$  (tanto para el parámetro  $b/a$  como para las magnitudes) que está menos afectada por el *seeing* del telescopio (Abazajian et al., 2003). Los resultados están en la figura 2.5, y muestran la misma tendencia que los resultados de la banda  $r$ .

Dado que se espera que los eventos que afectan la morfología sean más frecuentes y

violentos en galaxias centrales que en galaxias satélites, la forma de las galaxias centrales tendería a ser más esférica que la forma de las satélites. Sin embargo Alatalo et al. (2015), usando galaxias del ATLAS<sup>3D</sup> *survey* (Cappellari et al., 2011), encontró que la razón entre  $^{12}\text{CO}(1-0)/^{13}\text{CO}(1-0)$  decrece con la densidad del ambiente (vease también Crocker et al., 2012). En estos trabajos se sugiere que el gas esta confinado a un disco más delgado debido a la presión del gas intra grupo/cúmulo, por lo cual la formación estelar también ocurre en un disco más delgado. Esto puede explicar nuestras observaciones de galaxias espirales centrales más delgadas que las galaxias satélites.

Para probar esta hipótesis en más profundidad separamos las muestras de galaxias espirales centrales y galaxias satélites usando parámetros relacionados con la edad estelar, formación estelar y la estructura de la galaxia ( $D_n4000$ , la profundidad del quiebre a  $4000\text{\AA}$ , el color  $g-r$  y el índice de concentración  $r_{90}/r_{50}$  en la banda  $r$ ). Las muestras por  $D_n4000$  y concentración fueron construidas siguiendo el mismo método que el aplicado a variables continuas (como  $\Sigma_5$ ), mientras que en el caso de  $g-r$  se obtuvo separando en muestras de igual número. En la figura 2.6 se encuentran los resultados obtenidos, y la tabla 2.3 lista los valores de  $E_0$ .

Los resultados para  $D_n4000$  (Paneles derechos en la figura 2.6) muestran una importante diferencia entre las distribuciones de  $\gamma$ , pero galaxias con un valor bajo de  $D_n4000$  tienden a tener un  $\epsilon$  más bajo. Esto implica que, tanto para galaxias centrales como galaxias satélites, galaxias con una población estelar joven tienden a tener un disco más circular.

Las distribuciones de muestras divididas usando  $g-r$  (paneles medios en la figura 2.6) muestran que, para galaxias centrales, las más azules tienden a tener un disco más circular. Para galaxias satélites, las más rojas muestran un disco más delgado y menos circular. En el caso de la concentración (paneles derechos en la figura 2.6) en ambos casos (centrales y satélites) las menos concentradas tienden a tener un disco más delgado y menos circular.

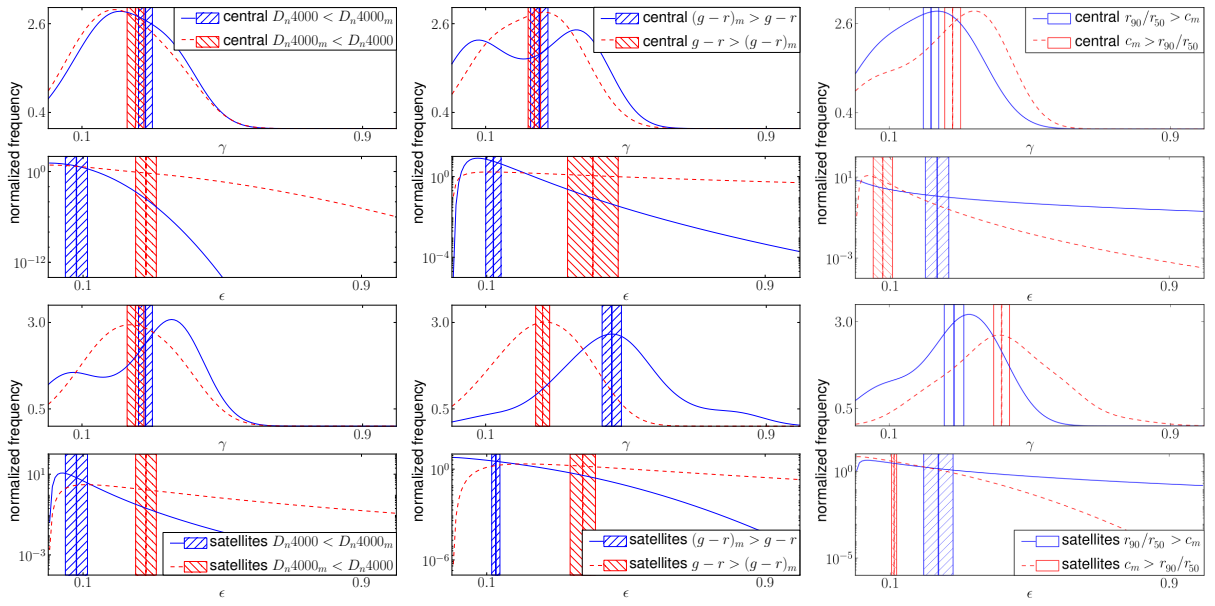


Figura 2.6: Distribuciones de  $\gamma$  y  $\epsilon$  para las muestras de espirales centradas y satélites separadas por diferentes propiedades intrínsecas. Los paneles superiores muestran la distribución de galaxias centrales, los inferiores de galaxias satélites. Izquierda: Muestras separadas por  $D_n4000$ . Medio: Galaxias separadas por color  $g - r$ . Derecha: Galaxias separadas por concentración.



Los resultados de color están en concordancia con la hipótesis de Crocker et al. (2012) y Alatalo et al. (2015), dado que las galaxias más rojas, las cuales son las que se espera que esten sometidas a un confinamiento más fuerte por parte del medio intra grupo, son las que tienen discos más delgados. Se espera que las galaxias más rojas y más viejas se hayan formado y evolucionado bajo este confinamiento, mientras que las más azules tengan formación estelar post-mergers, lo que posiblemente calentó el disco causando valores más altos de  $\gamma$ . Remarcamos el hecho de que el color quizás represente mejor la edad global del disco galáctico, dado que los parámetros derivados de los espectros contienen información del bulbo central en esta muestra relativamente cercana del SDSS. Es importante notar que los resultados para  $\epsilon$ , en donde las galaxias azules tienen un disco más redondo, han sido observados en RP13, donde el ambiente no fue tomado en cuenta, sugiriendo que la diferencia en el valor de  $\epsilon$  se debe probablemente a propiedades intrínsecas de las galaxias. Por otro lado, en RP13 no se reportan diferencias importantes en  $\gamma$  usando cortes en color.

Los resultados de concentración, por otro lado, indican que las galaxias dominadas por discos (aquellas con valores más bajos de concentración) tienden a ser más delgados que las espirales dominadas por bulbos, tanto para galaxias centrales como para galaxias satélites. Nosotros argumentamos que las espirales con bulbos más grandes deben tender a tener discos más gruesos, dado su origen común por mergers de subestructuras (Quinn et al., 1993; Aguerri et al., 2001).

Tabla 2.3: Valores de  $E_0$ ,  $\langle\gamma\rangle$  y  $\langle\epsilon\rangle$  para las submuestras creadas a partir de las muestras de galaxias espirales centrales y satélites.

Muestra	$E_0$	$\langle\gamma\rangle$	$\langle\epsilon\rangle$
centrales banda $i$	$0.298^{+0.115}_{-0.13}$	$0.231 \pm 0.014$	$0.114 \pm 0.029$
Satélites banda $i$	$0 \pm 0$	$0.294 \pm 0.02$	$0.093 \pm 0.032$
Centrales $D_n4000 < D_n4000_m$	$0.176^{+0.151}_{-0.148}$	$0.214 \pm 0.038$	$0.129 \pm 0.039$
Centrales $D_n4000_m < D_n4000$	$0.746^{+0.134}_{-0.137}$	$0.273 \pm 0.045$	$0.24 \pm 0.033$
Satélites $D_n4000 < D_n4000_m$	$0 \pm 0$	$0.281 \pm 0.02$	$0.081 \pm 0.032$
Satélites $D_n4000_m < D_n4000$	$0.418^{+0.057}_{-0.066}$	$0.253 \pm 0.024$	$0.281 \pm 0.03$
Centrales $g - r_m > g - r$	$0.368^{+0.145}_{-0.149}$	$0.253 \pm 0.025$	$0.119 \pm 0.022$
Centrales $g - r > g - r_m$	$0.833^{+0.156}_{-0.131}$	$0.239 \pm 0.018$	$0.405 \pm 0.073$
Satélites $g - r_m > g - r$	$0.201^{+0.116}_{-0.124}$	$0.46 \pm 0.028$	$60.126 \pm 0.012$
Satélites $g - r > g - r_m$	$0.293^{+0.063}_{-0.133}$	$0.263 \pm 0.02$	$0.376 \pm 0.036$
Centrales $r_{90}/r_{50} > c_m$	$0.357^{+0.123}_{-0.11}$	$0.219 \pm 0.022$	$0.235 \pm 0.034$
Centrales $c_m > r_{90}/r_{50}$	$0.347^{+0.177}_{-0.118}$	$0.281 \pm 0.023$	$0.079 \pm 0.027$
Satélites $r_{90}/r_{50} > c_m$	$0.217^{+0.11}_{-0.141}$	$0.285 \pm 0.028$	$0.238 \pm 0.042$
Satélites $c_m > r_{90}/r_{50}$	$0.18^{+0.067}_{-0.117}$	$0.42 \pm 0.023$	$0.111 \pm 0.007$



## Capítulo 3

# Polvo arrancado de las galaxias por *ram-pressure* y efectos sobre la formación estelar

En el capítulo anterior analizamos los efectos del ambiente sobre la forma de las galaxias. En este capítulo adoptamos un enfoque diferente, y caracterizamos la masa de polvo que rodea una muestra de galaxias en grupos, para ello usamos los cúasares lejanos que se encuentran cercanos a estas galaxias en proyección para medir el enrojecimiento producto del polvo, con lo cual podemos estimar una masa de polvo asumiendo que éste posee características del polvo observado en la Vía Láctea (vease McGee & Balogh, 2010).

Se espera que el polvo alrededor de las galaxias no esté distribuído de manera uniforme. Producto del efecto de la *ram pressure*, la presión sobre las galaxias al entrar a un grupo/cúmulo debido a la presencia de gas caliente (Gunn & Gott, 1972), una parte del material de las galaxias es removido, entre el cual se encuentra gas y polvo. Por este motivo se espera encontrar una mayor cantidad de polvo en las zonas alrededor de galaxias que se encuentran alejadas del centro de los grupos respecto a las zonas más cercanas al centro.

Otra de las consecuencias de la acción de la *ram pressure* sobre la galaxia es comprimir el gas, causando periodos breves de exceso de formación estelar. Por lo mismo analizamos la formación estelar de las galaxias separadas en dos mitades (con una mitad cercana al centro del grupo y la mitad más alejada del centro) usando como parámetro de la formación estelar el color de las mitades de la galaxia. Se espera que la mitad más cercana al centro del grupo sea más azul que la mitad contraria, debido a que el efecto de la compresión del gas debe ser mucho más importante sobre la primera.

Finalmente analizamos la relación entre la señal de polvo y la diferencia de color entre las mitades de la galaxia.

### 3.1 Metodología

Con el fin de medir la presencia de polvo asociado a galaxias miembros de grupos caracterizamos el exceso de color de cuásares de fondo en zonas cercanas a estas galaxias. Para ello seleccionamos galaxias miembros de grupos (con una baja razón de semiejes,  $b/a < 0.5$ , de modo de maximizar el número de galaxias de tipo tardío) ubicados en proyección a 0.5 radios viriales del centro de su grupo. De esta manera maximizamos el número de galaxias que están entrando hacia los grupos (vease la figura 6 en Jaffé et al., 2018, donde se puede apreciar que las galaxias que están virializadas tienden a estar más cerca del centro, mientras que las galaxias que están entrando en grupos tienden a tener velocidades más altas o estar alejadas del centro). Consideramos un círculo de radio proyectado de  $600 \text{ kpc}/h$  alrededor de cada galaxia y seleccionamos cuásares que estén dentro de estos círculos. Notamos que un cuásar particular puede estar asociado a más de una galaxia, de ocurrir este caso la información de cada cuásar es usada más de una vez. Para cada cuásar calculamos el ángulo entre el vector al centro del grupo para la correspondiente galaxia y el vector entre la galaxia y el cuásar. El esquema en la figura 3.1 muestra la posición de la galaxia miembro, el centro del grupo y el cuásar de fondo,

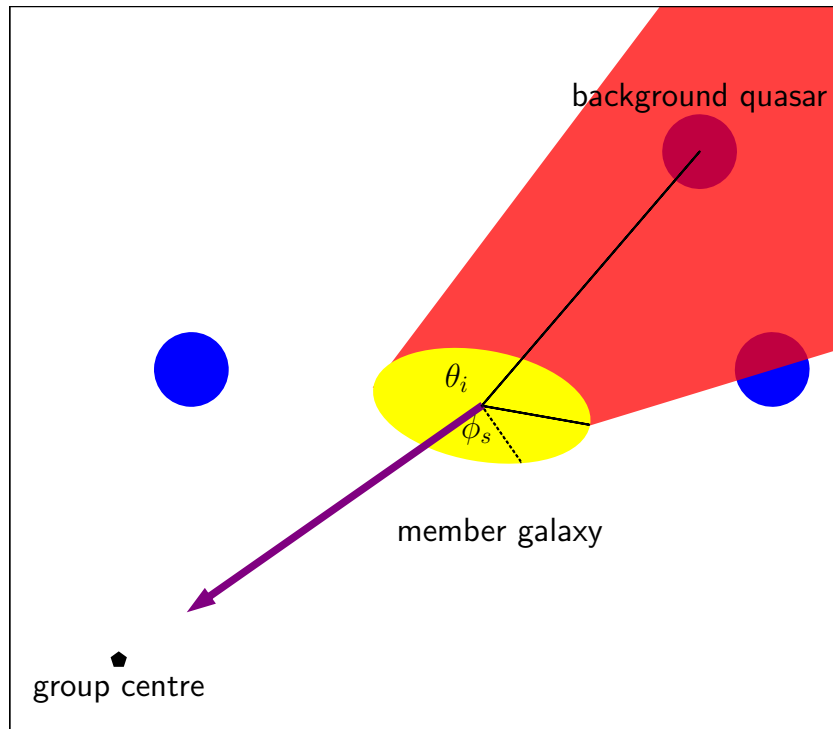


Figura 3.1: Una galaxia miembro del grupo (amarillo) y cuásares de fondo (azul) proyectados en el plano del cielo. La línea de puntos es perpendicular al vector entre la galaxia y el centro del grupo y separa la galaxia en dos mitades.  $\phi_s$  es el ángulo entre el semieje mayor de la galaxia y el vector al centro del grupo. Mientras que  $\theta_i$  es el ángulo entre el vector entre la galaxia y el centro del grupo y el vector entre la galaxia y el cuásar. El área roja representa el enrojecimiento por polvo galáctico.

y el ángulo  $\theta_i$ , que puede tomar valores entre  $-180^\circ$  and  $180^\circ$ . Con esta disposición apilamos galaxias escalando al tamaño angular correspondiente a  $600 \text{ kpc}/h$  en proyección, y usamos  $\theta_i$  como la posición angular para cada uno de los cuásares de fondo, orientados respecto a la dirección del centro de cada grupo.

Dado que es posible que la dependencia del exceso de color con  $\theta_i$  no se deba a la presencia de galaxias, sino que sea una característica intrínseca de los grupos, creamos muestras de control. Para construir estas muestras usamos la posición y el tamaño angular del radio de  $600 \text{ kpc}/h$  para cada una de las galaxias miembro y los reemplazamos por posiciones random a la misma distancia del centro del grupos con ninguna otra galaxia miembro ubicada en un radio proyectado de  $300 \text{ kpc}/h$ , y obtenemos una muestra de cuásares de fondo para estas zonas de control. Podemos considerar la diferencia del exceso de color de los cuásares entre galaxias y las zonas de control como función de  $\theta_i$  como debida a la presencia de material asociada a las galaxias miembro.

### 3.1.1 Diferencias entre mitades de las galaxias

Analizamos el impacto de la *ram pressure* en la distribución de color de las galaxias miembro de grupos, incluyendo aquellas a menos de  $0.5$  radios viriales del centro. Para cada una de estas galaxias usamos imágenes en las bandas  $r$  y  $g$ , y usamos los píxeles correspondientes a una elipse con semieje mayor dado por  $\sqrt{a/b} r_{90}$  y semieje menor dado por  $\sqrt{b/a} r_{90}$ , que contiene el  $90\%$  del flujo total en cada banda. Estas elipses son separadas en dos mitades por una línea perpendicular al vector al centro del grupo. Destacamos el hecho de que no podemos usar el vector de velocidad como es el caso de T16 dada la falta de información cinemática (excepto para una submuestra de galaxias a bajo *redshfit*, vease el capítulo 5). En la figura 3.1 la línea que separa las mitades de las galaxias aparece como una línea a trazos en la galaxia miembro. Tal como ocurre en T16, nombramos la mitad más cercana de la elipse al centro como la *leading-half* y la otra como la *trailing-half*. Entonces, usamos ambas bandas para calcular el color  $g - r$  para

cada mitad y calculamos la diferencia de color entre las dos mitades. En T16 y T19 se definen las mitades separadas de acuerdo al vector de velocidad tridimensional, mientras que en este trabajo usamos la dirección proyectada al centro del grupo.

Para cada mitad calculamos el color ( $C_l$  para la *leading*,  $C_t$  para la *trailing*), luego la diferencia  $\Delta C$  está dada por  $\Delta C = C_l - C_t$ . Esto permite el estudio de una posible relación entre el valor de  $\Delta C$  y el ángulo entre el semieje mayor y el vector al centro ( $\phi_s$  en la figura 3.1). Cualquier correlación entre las asimetrías internas y el contenido de polvo será muy interesante para la interpretación de los resultados.

## 3.2 Muestras de grupos, galaxias y cuásares

Para esta parte del trabajo usamos el catálogo de grupos de Yang et al. (2012). Este catálogo fue construido usando galaxias del SDSS-DR7 (Abazajian et al., 2009). Dado que los grupos de Yang et al. fueron identificados asumiendo una sobredensidad de 180 veces la densidad media del universo, usamos  $r_{180}$  (el radio que encierra está sobredensidad) como radio virial, calculado usando la ecuación 5 de Yang et al. (2007). De la muestra total de grupos nos quedamos con los grupos de al menos 4 miembros con una masa mayor que  $10^{12.5} M_\odot/h$ .

Adicionalmente, seleccionamos galaxias con magnitudes absolutas de  $M_r - 5 \log h \leq -15$  mags en la banda  $r$ , y con valores de  $r_{90}$ , medidos en la banda  $r$  de al menos 5 arcsec, y con un  $b/a < 0.5$ . Este último requisito es aplicado de manera de restringir nuestra muestra a galaxias *edge-on* de modo que, si están moviéndose hacia grupos en el plano del cielo, sus áreas proyectadas de material sean mayores que el área de las galaxias *face-on*, puesto que estas galaxias tienen sus movimientos perpendiculares al plano de los discos.

Esperamos encontrar un mayor efecto en galaxias de tipo tardío debido a su alta cantidad de polvo y gas frío respecto a las de tipo temprano. Para medir los valores de  $\Delta C$  para galaxias individuales, utilizamos imágenes en las bandas  $g$  y  $r$  de SDSS-DR8



Tabla 3.1: Medianas de magnitud y color

	Mediana
$M_r - 5 \log(h)$	$-19.658 \pm 0.013$
$m_r$	$16.782 \pm 0.009$
$m_g$	$17.596 \pm 0.009$
$g - r$	$0.87 \pm 0.002$

(Aihara et al., 2011, si bien todas estas galaxias tienen imágenes disponibles en DR7, estas fueron reprocesadas en DR8). El número de galaxias seleccionadas para este análisis es de 12440, las cuales residen en 5323 grupos. La tabla 3.1 muestra las medianas de magnitud y color de esta muestra de galaxias.

La muestra utilizada de cuásares para calcular el enrojecimiento en regiones cercanas a las galaxias de grupos fue la muestra de cuásares BOSS (Pâris et al., 2017). Estos cuásares han sido restringidos al rango de *redshift* de  $2 < z < 3.5$ , dado que ésta es la zona donde se encuentra el máximo de la distribución de *redshift*, e intentamos evitar posibles efectos de incompletitud. El número total de cuásares en el área de cobertura es de 139294.

Es necesario tener en cuenta varios efectos en el color observado de los cuásares además del enrojecimiento asociado a estructuras locales. La corrección *k* (Oke & Sandage, 1968), por ejemplo, depende fuertemente del redshift, por tanto, como primer paso consideramos la relación entre la mediana del color observado y el redshift (panel izquierdo de la figura 3.2). Con esta información calculamos el exceso de color de cada cuásar tomando en cuenta el color esperado en función del redshift. Esta corrección disminuye la dispersión de color un 20%, lo cual disminuye las incertezas de nuestras mediciones en un 30%. El otro efecto relevante se debe a la extinción y enrojecimiento debido al polvo interestelar (Schlegel et al., 1998) y zodiacal (May, 2007). Para corregir esto, medimos la mediana de exceso de color de los cuásares (corregidos previamente por redshift) de acuerdo a su

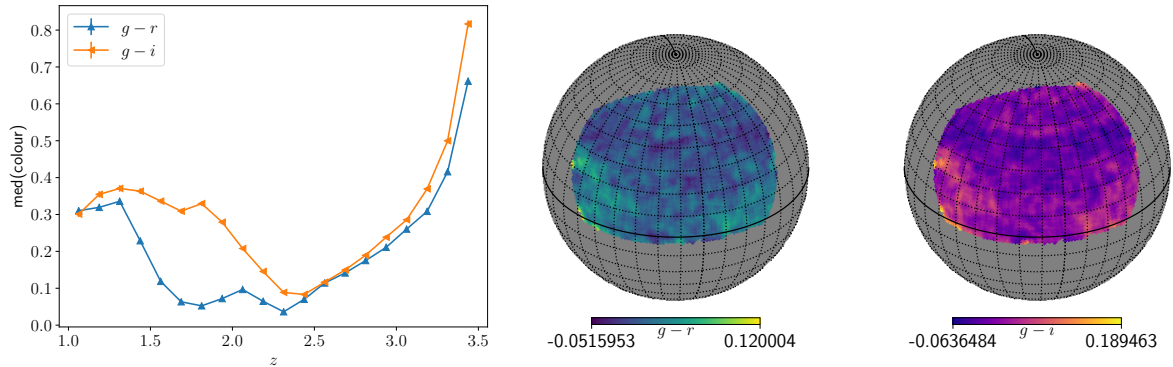


Figura 3.2: Correcciones aplicadas al color de los cuásares. Izquierda: dependencia de  $g-i$  y  $g-r$  con el redshift. Medio: Mapas de extinción para el color  $g-r$  calculado usando un filtro de 2 grados de pasa bajo. Derecha: Mapa de extinción para  $g-i$

posición en el cielo. Entonces aplicamos un filtro de pasa bajo de 2 grados para construir mapas que solo son afectados por enrojecimientos a escalas más grandes que 2 grados (paneles medio y derecho de la figura 3.2). Entonces, la corrección total aplicada al color de los cuásares es la suma de las correcciones previamente descritas: por redshift y la corrección angular debido al medio interestelar.

Para minimizar el efecto de la presencia de regiones de fuerte absorción cerca del plano galáctico restringimos nuestra muestra de galaxias y cuásares a una latitud galáctica de  $\lambda > 40^\circ$ .

## 3.3 Resultados

### 3.3.1 Efectos observacionales del material arrancado

La figura 3.3 muestra la distribución del exceso de color  $g-r$  mediano de los cuásares asociados a galaxias en grupos. La dirección del centro del grupo es hacia la derecha junto con la dirección del eje  $x$  positivo. Podemos ver un exceso de color positivo de los cuásares

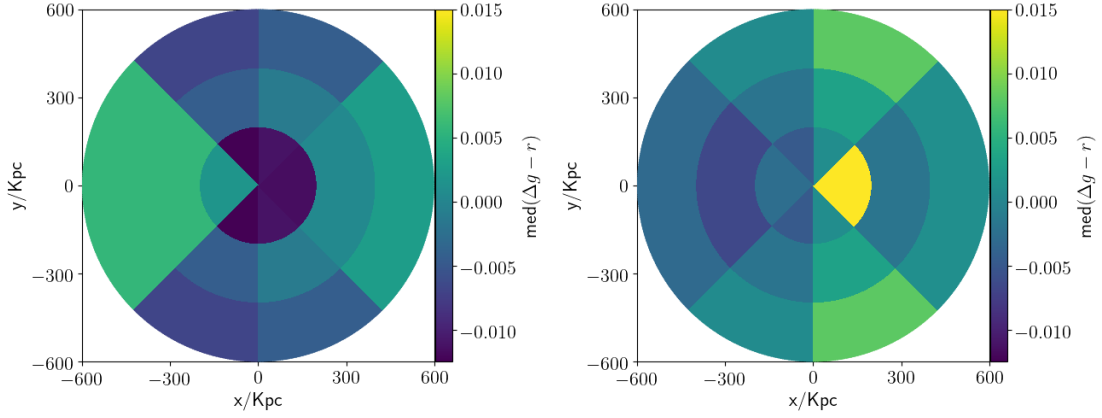


Figura 3.3: Mapas de color de los cuásares de fondo alrededor de galaxias, la posición del centro del grupo es en la dirección del eje  $x$  positivo. En estos mapas calculamos  $\theta_i$  en el rango  $0^\circ$ . -  $180^\circ$ , y luego espejamos los datos para el rango  $180^\circ$ . -  $360^\circ$ . Izquierda: Mapas para el color  $g - r$  alrededor de galaxias. Derecha: Mapa para el color  $g - r$  en zonas de control.

de fondo a medida que nos alejamos del centro del grupo. Sin embargo un exceso similar puede ser observado en la dirección del centro del grupo, el cual puede ser debido a la presencia del grupo y no estar relacionado necesariamente a la presencia de una galaxia. Para explorar esto en más detalle comparamos estos resultados con los derivados de la zona de control, donde se observa un exceso de color similar en la dirección del centro del grupo, mientras que en la dirección contraria los cuásares de fondo tienden a ser más azules que en el resto de las zonas.

Un total de 10399 cuásares fueron usados en nuestro análisis, con un promedio de 7 cuásares asociados a cada galaxia. Encontramos que aproximadamente un 26% de los cuásares están asociados a más de una galaxia.

Interpretamos estos resultados como una consecuencia de un enrojecimiento global de los cuásares de fondo por el medio intra grupo más una importante contribución de material removido de galaxias en su camino hacia los grupos. Esta hipótesis es reforzada

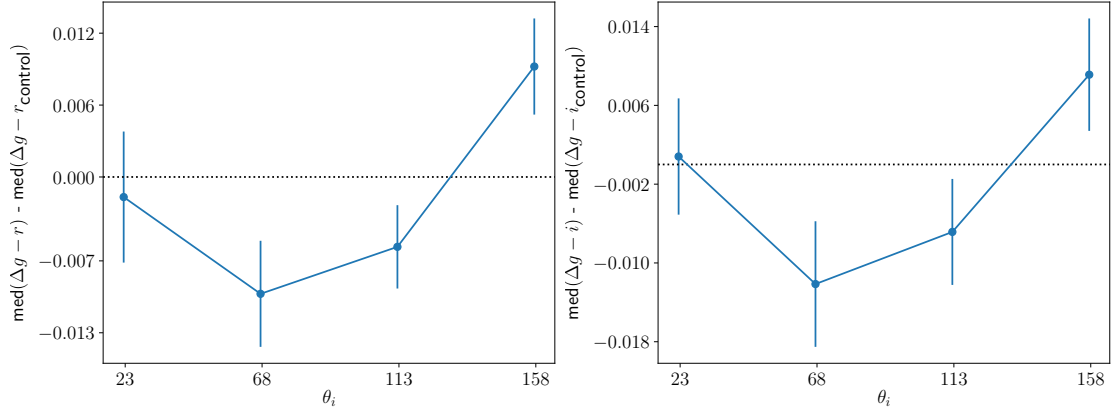


Figura 3.4: Diferencia entre la media del exceso de color de cuásares de fondo en función del ángulo definido por el cuásar de fondo, la galaxia en el grupo y el centro del grupo, y la mediana del exceso de color de cuásares de fondo en las zonas de control. Izquierda: Valores medios para el color  $g - r$ , Derecha: Valores medios para  $g - i$ .

analizando la figura 3.4, que muestra la relación del exceso de color relativo como función de  $\theta_i$  ( $g - r$  en el panel de la derecha y  $g - i$  en la izquierda) restando el exceso de color de cuásares asociados a zonas de control. Podemos ver que los excesos de color relativos a la muestra de control en  $g - r$  y en  $g - i$  crecen en dirección radial externa ( $\theta_i \sim 180$ ), así como un enrojecimiento marginal hacia el centro ( $\theta_i \sim 0$ ). Por tanto, este análisis sugiere que existe una contribución del material arrancado debido a *ram pressure* en las regiones de galaxias entrantes alrededor de grupos.

Usando la ecuación 5 en McGee & Balogh (2010) podemos estimar una densidad de polvo relacionada a este exceso de color. Usando el enrojecimiento en  $g - r$  de cuásares en  $\sim 180^\circ$  y asumiendo propiedades de polvo tipo Vía Lactea como en McGee & Balogh calculamos una densidad de polvo de  $2034 \pm 877 M_\odot / (kpc^2 h)$ . Tomando en cuenta el área bajo consideración (el área del último bin de  $\theta_i$ ) obtenemos una masa de polvo de  $(5.8 \pm 2.5) \cdot 10^8 M_\odot / h$  por galaxia (la masa estelar media de la muestra es de  $10^{10.15} M_\odot$ ).

### 3.3.2 Dependencia respecto a parámetros del grupo o de la galaxia

También exploramos la dependencia de las tendencias observadas en el exceso de color de los cuásares con  $\theta_i$  usando diferentes submuestras seleccionadas de acuerdo a diferentes propiedades de las galaxias o el grupo. Estas submuestras toman en cuenta i) el ángulo entre el vector al centro y el semieje mayor de la galaxia con  $\phi_s < 45^\circ$  y  $\phi_s > 45^\circ$ , ii) cortes en luminosidad dados por  $M_r - 5 \log h < -19.5$  mag and  $M_r - 5 \log h > -19.5$  mag, iii) cortes en concentración ( $r_{90}/r_{50} < 2.5$  y  $r_{90}/r_{50} > 2.5$ ), iv) el efecto de la masa del halo del grupo (obtenido del catálogo de Yang et al., 2012) en  $M_{\text{halo}} < 10^{13.9} M_\odot/h$  y  $M_{\text{halo}} > 10^{13.9} M_\odot/h$ , y v) el color de la galaxia. Dada la relación entre el color y la luminosidad no aplicamos un corte de color en un valor dado, sino que usamos la medias de  $g - r$  en función de la magnitud absoluta para separar la muestra entre galaxias azules y rojas.

Para todas estas submuestras se observa la tendencia en la cual los cuásares de fondo con alto  $\theta_i$  tienden a ser rojos en presencia de una galaxia. Sin embargo, las muestras cortadas por luminosidad, color y masa de halo muestran variación entre ellas. En el caso de la concentración y  $\phi_s$  todas las muestras muestran un comportamiento similar a la muestra total dentro de las incertezas (determinadas mediante *bootstrap*). La figura 3.5 muestra los resultados para las submuestras divididas por magnitud absoluta, color y masa del halo del grupo. Es posible ver que los mayores excesos de color están asociados a galaxias rojas, brillantes y que viven en halos más masivos, indicando grandes cantidades de polvo removido.

Estos resultados son razonables dado que las galaxias más brillantes tienen mayor masa de gas que las galaxias débiles, y por lo tanto es probable que más polvo sea arrancado en sus orbitas en los grupos. También se espera que debido a la pérdida de grandes cantidades de material, en particular gas frío, la formación estelar decrezca, enrojeciendo la galaxia. Este efecto se puede ver en el panel medio de la figura 3.5. También observamos que las

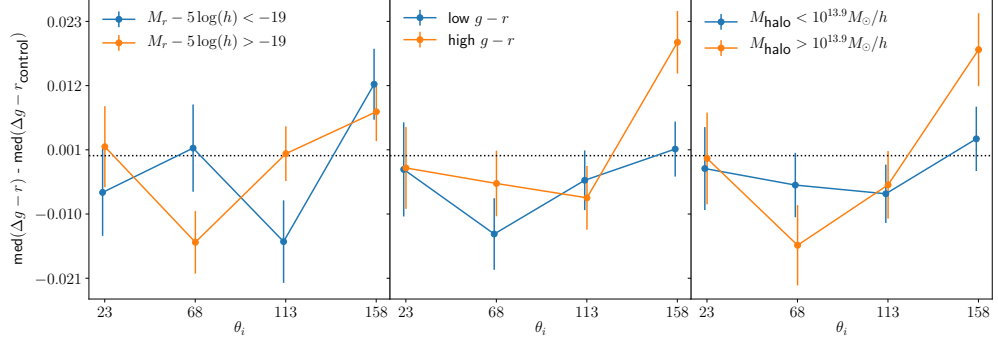


Figura 3.5: Diferencias entre las medianas de exceso de color  $g - r$  alrededor de galaxias y el exceso de color en zonas de control. Izquierda: Muestras seleccionadas por magnitud absoluta. Centro: muestras seleccionadas por color. Derechas: Muestras seleccionadas por masa del grupo.

galaxias orbitando grupos masivos son más propensas a perder material que galaxias en grupos menos masivos con medios intra-grupos más tenues, como se ve en el panel derecho de la figura 3.5. Analizamos el efecto de la incerteza en la determinación de la posición del centro del grupo debido al diferente número de miembros, lo cual puede afectar más fuertemente a grupos de baja masa. Encontramos que usar el mismo número de miembros ( $n=4$ ) para determinar los centros de los grupos para todos los rangos de masa no cambia de manera significativa los resultados obtenidos.

### 3.3.3 Efectos internos de las galaxias miembro

Siguiendo a T16, calculamos la diferencia de color entre la *leading half* y la *trailing half*,  $\Delta C$ . La figura 3.6 muestra el comportamiento de  $\Delta C$  en función de  $\phi_s$  para submuestras seleccionadas en función de su distancia proyectada al centro de los grupos en unidades de  $r_{180}$ . Es importante remarcar el hecho de que estos resultados deben ser comparados con precaución con T16, dado que los resultados de T16 están basado en mediciones en 3D, y consideran eficiencia en formación estelar en lugar de color.

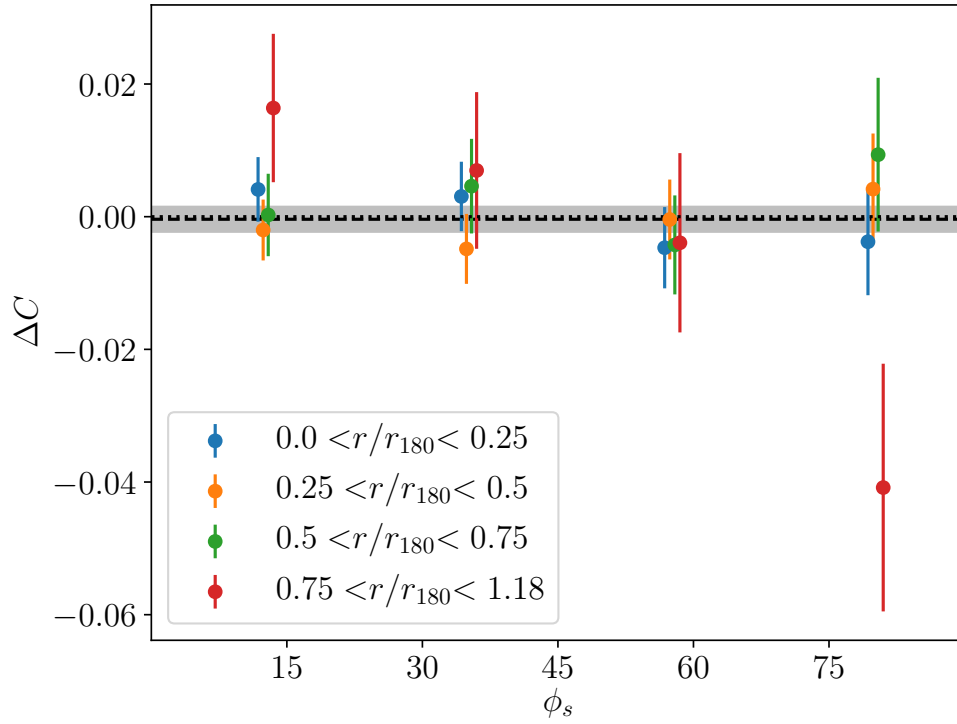


Figura 3.6: Diferencias entre el color de las mitades *leading* y *trailing* en función del ángulo entre el vector al centro del grupo y el semieje mayor de la galaxia, separadas en submuestras de acuerdo a la distancia al centro del grupo en unidades de  $r_{180}$ . La línea a puntos muestra el valor de 0, mientras la línea a trazos y el área sombreada muestra el color promedio para toda la muestra y el error correspondiente.

Como se puede ver, existe una diferencia sistemática entre el color de la *leading half* y la *trailing half* para una submuestra de galaxias ubicadas a una distancia mayor a  $0.75 r_{180}$  del centro con alto  $\phi_s$ , es decir, galaxias con discos perpendiculares al vector al centro del grupo. Dada su alta distancia al centro, se puede argumentar que el vector al centro es una buena aproximación al vector de velocidad de la galaxia. Esto está respaldado por el análisis de Jaffé et al. (2018), que encuentran que las galaxias que están entrando al grupo están preferentemente localizadas más allá de  $0.5$  radios viriales.

Estos resultados respaldan la idea de que la *leading half* de galaxias en grupos es más azul que la *trailing half*. Esto está en concordancia con los resultados de T16 y T19, donde la *leading half* en simulaciones presenta una tasa de formación estelar específica más alta debido a la compresión del gas a medida que la galaxia se mueve en el medio intragrupo. Este gas comprimido causa un incremento de la presión y la densidad. Este resultado no es de significancia muy alta, y no encontramos otra combinación de colores dadas las bandas utilizadas ( $u$ ,  $g$ ,  $r$  e  $i$ ) que nos diera una mayor diferencia que la observada con  $g - r$ . Notamos que un efecto mayor se espera con el color  $u - r$ , dado que éste toma en cuenta el corte en  $4000 \text{ \AA}$ , usado como aproximación de la formación estelar (por ejemplo Kauffmann et al., 2003). Sin embargo, los errores de la fotometría y la baja estadística, es decir, la pequeña extensión de las galaxias hacen que ese color no sea útil para esta muestra particular.

### 3.3.4 Explorando la relación entre los efectos de las galaxias y el material removido

En esta subsección exploramos posibles relaciones entre los resultados obtenidos en dos subsecciones previas (§3.3.1 y §3.3.3). Para ello seleccionamos galaxias con  $r/r_{180} > 0.5$  y separamos esta muestra entre galaxias con  $\Delta C > 0$  (la *leading half* es más roja) y aquellas con  $\Delta C < 0$  (la *leading half* es más azul). La figura 3.7 muestra el comportamiento del exceso de color de los cuásares de fondo para esta muestra y la correspondiente zona de



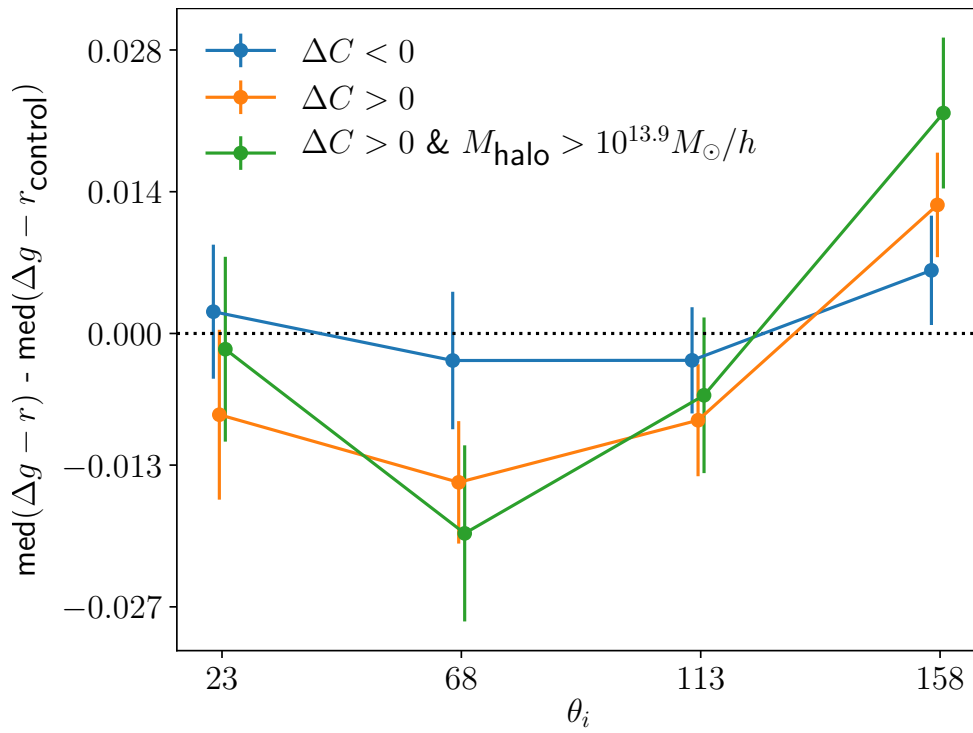


Figura 3.7: Diferencia en el exceso de color  $g - r$  de cuásares de fondo relativo a la muestra de control en función de la diferencia de color de la *leading half* y la *trailing half*.

control.

Se puede apreciar que existe una diferencia estadísticamente significativa entre estas dos muestras. El exceso de color relativo de cuásares alrededor de galaxias con alto  $\Delta C$  (es decir, galaxias cuyo *leading* es más roja que su correspondiente *trailing*) muestran una señal más fuerte comparadas con las muestra con bajo  $\Delta C$ . Esta señal es incluso más fuerte para galaxias con alto  $\Delta C$  ubicadas en halos masivos ( $M_{halo} > 10^{13.9} M_{\odot} h^{-1}$ ).

Se puede argumentar que las galaxias que han experimentado un efecto más fuerte debido a la *ram pressure* son aquellos asociados a la mayor remoción de polvo. Estas galaxias tienen un potencial gravitacional más débil y sus regiones *leading* deben experimentar pérdida de gas en lugar de compresión de gas. Otra explicación es que los halos más masivos son más eficientes arrancando el gas como se observa en la figura 3.7. Este escenario puede explicar por que las galaxias con una *leading half* con menor formación estelar exhiben signos de remoción de gas de acuerdo al exceso de color de los cuásares de fondo. Por tanto, interpretamos los resultados previos como más evidencia de que el mismo proceso astrofísico, *ram pressure*, actúa en galaxias provocando asimetrías en la formación estelar y generando el enrojecimiento de cuásares asociado al polvo removido de su medio interestelar.



## Capítulo 4

# Análisis de la distribución de polvo en grupos

En este capítulo analizamos la distribución de polvo en los grupos usando la absorción de color en los cuásares de fondo, de manera similar al análisis de McGee & Balogh (2010). Nos enfocamos en estudiar tanto la distribución radial de polvo como la alineación de ese polvo con un eje privilegiado.

En el análisis de la dependencia radial queremos determinar si el polvo sigue una distribución similar a la que siguen las galaxias observadas, lo cual puede darnos pistas acerca del origen de una gran parte del polvo intragrupos. Puesto que esperamos que parte de este polvo provenga de galaxias que entran al grupo y que lo perdieron por efecto de la *ram pressure*, tal como se plantea en el capítulo pasado, y dado que, de acuerdo a simulaciones, las galaxias tienden a entrar en los grupos provenientes de ciertas direcciones privilegiadas, como por ejemplo en la dirección de los filamentos (Gheller et al., 2016; Springel et al., 2018), se espera que la distribución de polvo esté alineada con estas direcciones privilegiadas.

## 4.1 Metodología

En primer lugar analizamos la distribución radial de polvo. Para ello medimos, para cada grupo, la mediana de la extinción correspondiente a los cuásares que se encuentran a una dada distancia proyectada en el redshift de cada grupo, en función del radio del grupo. Luego calculamos la mediana y el error a partir de los valores obtenidos de cada uno de los cuásares alrededor de grupos que se encuentren a esa distancia. Es importante notar que este procedimiento es diferente a juntar todos los cuásares alrededor de grupos y luego calcular las medianas y errores, ya que de esta manera se le da igual peso a cada grupo, mientras que si calculamos la mediana de todos los cuásares se le está dando más peso a grupos que tienen más cuásares a una misma distancia, es decir, a los grupos con un radio mayor (los más masivos) y los grupos más cercanos.

Para analizar si la extinción de los cuásares está ligada a un eje preferencial usamos un análisis similar, pero en función del ángulo que separa el eje particular con la posición del cuásar. Para esto usamos los cuásares ubicados a una distancia de entre 1 y 3 Mpc proyectados del centro de los grupos, y medimos el enrojecimiento en función del ángulo formado por el centro del grupo, el eje a analizar y el cuásar en cuestión. Usamos un procedimiento similar al que usamos en los grupos, calculando el perfil de cada grupo por separado y luego calculamos medianas y errores globales.

Los ejes que utilizamos como ejes preferenciales son el semieje mayor de cada grupo, y el semieje mayor de la Galaxia más brillante del grupo (*Brightest group galaxy*, BGG). La información del semieje mayor del grupo la obtenemos a partir del análisis fotométrico de la BGG reportado en el SDSS DR12 (Alam et al., 2015). Al analizar propiedades asociadas a la BGG usamos la misma BGG como centro del grupo en lugar del centro pesado por luminosidad que reporta Yang et al. (2012).

Para calcular la posición del semieje de los grupos, usamos el tensor de inercia dado por Plionis et al. (2004):

$$I_{11} = \sum_{i=1}^n x_i$$

$$I_{22} = \sum_{i=1}^n y_i \tag{4.1}$$

$$I_{12} = I_{21} = \sum_{i=1}^n x_i y_i,$$

donde  $n$  es el número de galaxias alrededor del grupo,  $x = (\alpha_g - \alpha_{gr}) \cos(\delta_{gr})$  e  $y = (\delta_g - \delta_{gr})$ , donde el subíndice  $g$  indica galaxia, y el subíndice  $gr$  indica grupo. Los semiejes asociados a esta distribución están dados por los autovectores del tensor de inercia.

## 4.2 Muestra

Al igual que en la sección en la cual se estudia el polvo asociado a galaxias usamos el catálogo de grupos de Yang et al. (2012). Este catálogo fue construido usando galaxias del SDSS-DR7 (Abazajian et al., 2009). Además usamos los datos de tasa de formación estelar (*Star formation rate*, SFR) para las galaxias miembro y las propiedades de la BGG, obtenidas a través del SDSS DR12 (Alam et al., 2015).

De la muestra total de grupos utilizamos los que tienen al menos 4 miembros con una masa mayor que  $10^{12.5} M_{\odot}/h$ , los cuales restringimos a un rango de redshift de  $0.05 < z < 0.1$ . Al contrario que en el análisis de polvo alrededor de galaxias, no hacemos cortes en la magnitud de los miembros ni su distancia al centro puesto que no nos importa analizar cada galaxia de manera individual, por lo cual en esta muestra tenemos grupos cuyas galaxias no están contempladas en el análisis del capítulo anterior.

En la figura 4.1 se encuentra la relación entre la tasa de formación estelar específica de los grupos (sSFR) y la luminosidad de los mismos. La tasa de formación estelar específica de cada grupo fue calculada sumando las SFR de las galaxias miembro y dividiendo por la

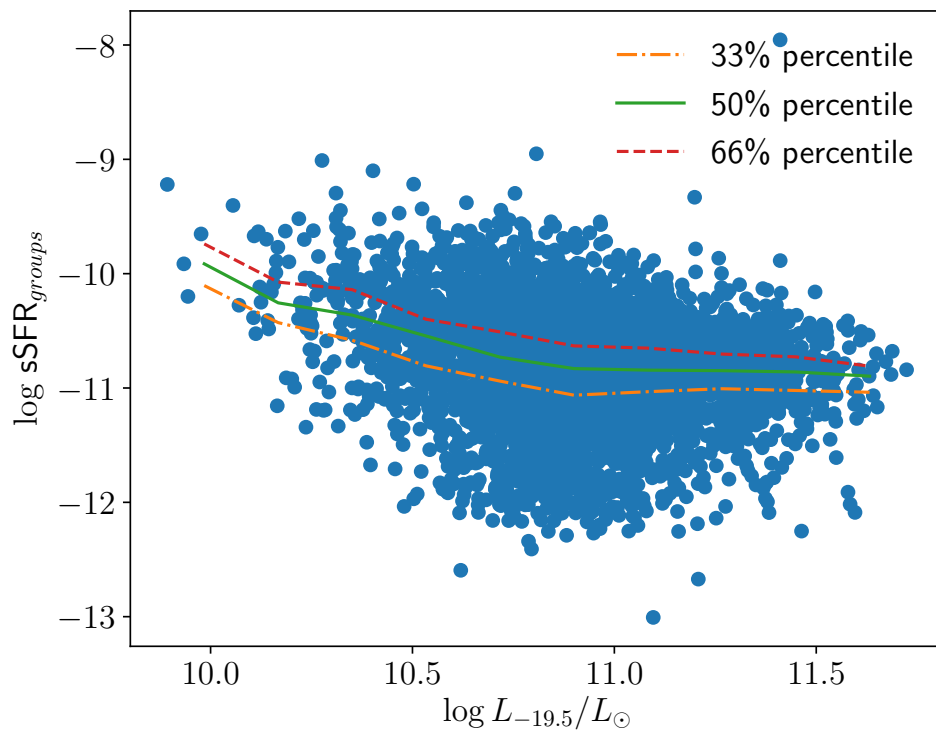


Figura 4.1: Relación entre la tasa de formación estelar específica y la luminosidad total de los grupos. La línea continua muestra la variación de la mediana de sSFR con la luminosidad, la línea a trazos y puntos el primer tercil, y la línea a trazos el segundo tercil.

masa estelar del grupo. La luminosidad y la masa del grupo fueron tomadas del catálogo de Yang et al. (2012).

El catálogo de cuásares usado es el mismo que el del capítulo anterior (Pâris et al., 2017) usando las mismas correcciones y consideraciones, sin embargo el tamaño del suavizado utilizado para construir el mapa de absorción por fuentes cercanas es de 4 grados en lugar de los 2 usados anteriormente, debido a que estamos tratando con efectos a mayor escala que en el caso anterior.

Al igual que en el capítulo anterior, usamos  $r_{180}$  como el tamaño del grupo, calculado en función de la masa del halo entregada por Yang et al. (la cual es calculada en función de la masa estelar estimada por SDSS) usando la ecuación (5) de Yang et al. (2007).

### 4.3 Resultados

En la figura 4.2 se encuentra la dependencia radial del enrojecimiento de los cuásares de fondo en función de la distancia proyectada a la que se encuentren al centro de los grupos (usando el procedimiento descrito en la sección metodología). Podemos apreciar dos características importantes:

- El valor de enrojecimiento encontrado es muy inferior en toda escala a los valores reportados por McGee & Balogh (2010).
- La existencia de un aumento del exceso de color a una distancia de aproximadamente un  $r_{180}$  del centro del grupo.

La diferencia con los valores encontrados por McGee & Balogh obedece a la diferencia de las muestras de cuásares usadas. Con la muestra de cuásares del SDSS DR5 (Adelman-McCarthy et al., 2007) es posible reproducir los resultados obtenidos por McGee & Balogh. Sin embargo, dicho valor parece ser excesivo (con una masa de polvo asociado del orden de la masa estelar de los grupos), y cuyo efecto se extiende a distancias cercanas a los 50 Mpc



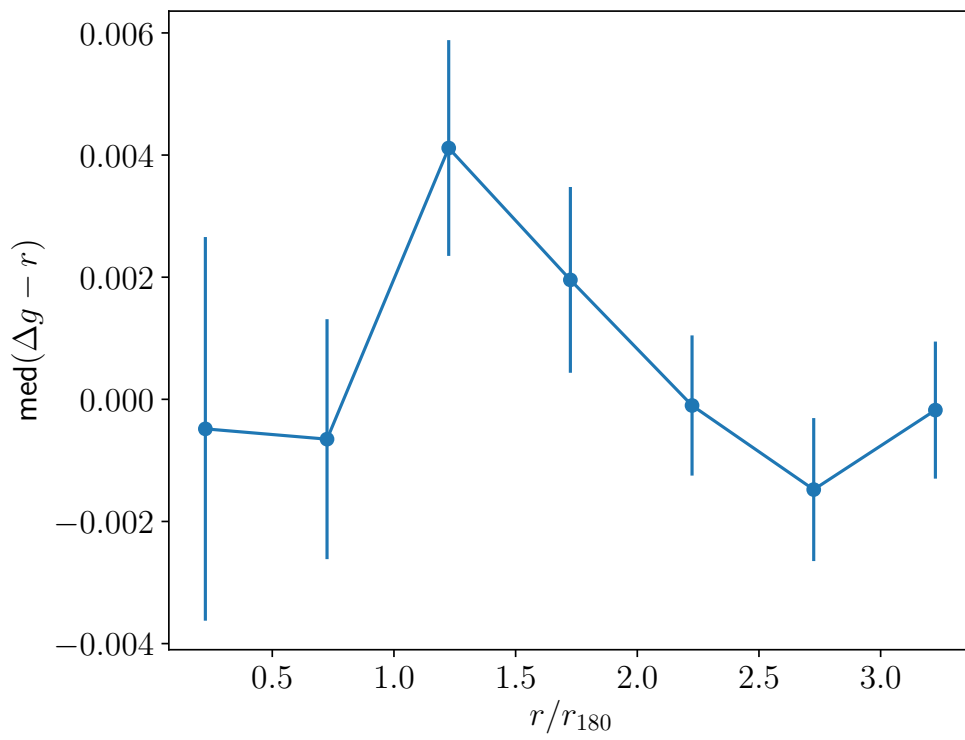


Figura 4.2: Exceso de color en función de la distancia al centro del grupo, en unidades de  $r_{180}$ .

del centro de los grupos, siendo que los grupos tienen tamaños típicos mucho menores a eso, con una media de  $r_{180} \sim 0.8 \text{ Mpc}/h$ . Sin embargo, al analizar la muestra de cuásares utilizada, y compararla a otros como la muestra de cuásar del SDSS DR7 (Abazajian et al., 2009) y la muestra BOSS notamos que la muestra de cuásares del DR5 (y en menor medida, DR7) esta sesgada, ya que la densidad numérica de cuásares desciende cerca del centro de los grupos, este problema de completitud de la muestra hace que el enrojecimiento observado no corresponda a polvo asociado al grupo, sino a diferencias en las características intrínsecas de los cuásares utilizados para medir el enrojecimiento.

Otra característica observada es la existencia de un exceso de color a una distancia alrededor de los  $1.25 r_{180}$ , lo cual puede evidenciar una masa de polvo asociada a los grupos, pero con una distribución diferente a la de las galaxias (en cuyo caso veríamos un perfil que desciende a medida que aumenta la distancia al centro). El análisis del perfil radial no nos da información suficiente sobre la distribución del polvo, ya que, de acuerdo a lo observado, éste puede estar distribuido en un anillo alrededor del centro, o estar organizado en algún otro tipo de estructura. Para analizar mejor esto veremos la distribución angular respecto al semieje mayor del grupo y el semieje mayor de la BGG.

La figura 4.3 muestra el enrojecimiento en función de la distancia angular de los cuásares de fondo al semieje mayor de la BGG o del grupo. En el caso del semieje mayor del grupo usamos como centro el reportado por Yang et al. (2012), que corresponde a un promedio de la posición de los miembros pesado por luminosidad. Mientras que en el caso del semieje mayor de la BGG usamos como centro del grupo la BGG. Vemos que en ambos casos, existe una aparente concentración de polvo en las proximidades de ambos semiejes. Con lo cual lo observado en la figura 4.2 no correspondería a una estructura en forma de anillo, sino a una concentración de polvo a cierta distancia del centro en la dirección de estos semiejes.

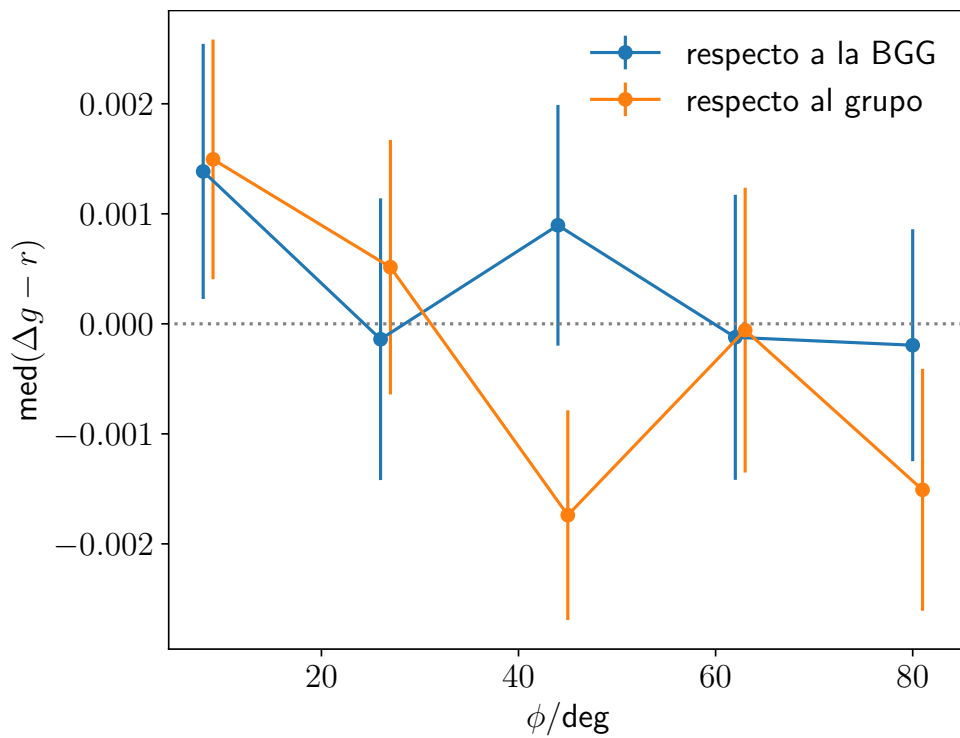


Figura 4.3: Exceso de color respecto al promedio en función del ángulo formado por el centro del grupo, la posición del cuásar a analizar y un eje particular, en este caso usamos el semieje mayor del grupo y el semieje mayor de la BGG

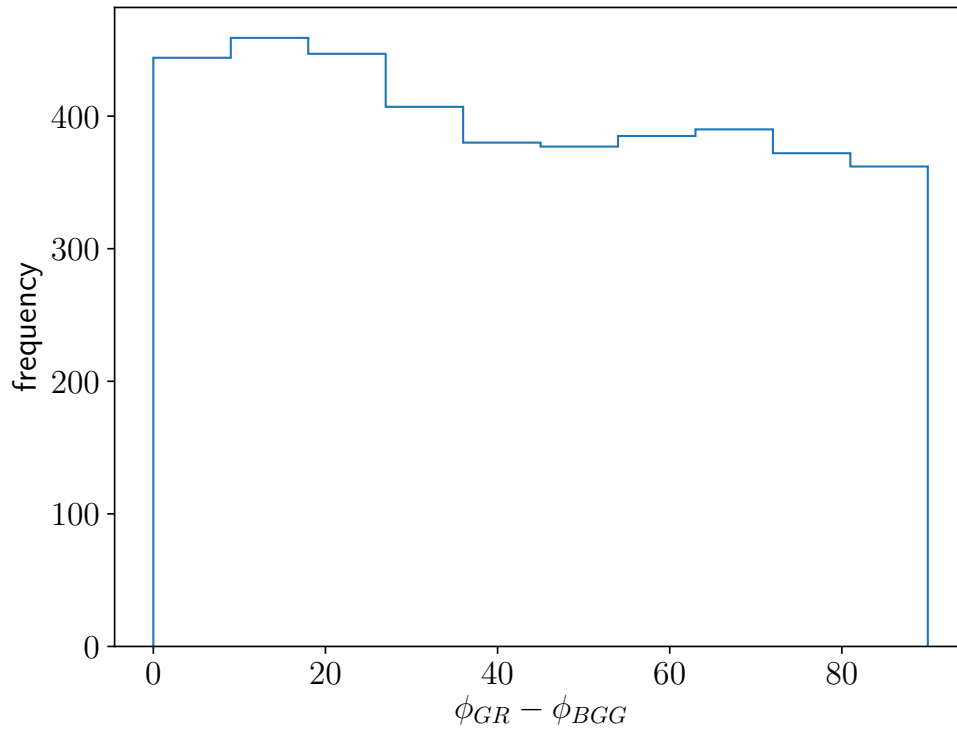


Figura 4.4: Histograma del ángulo entre el semieje mayor del grupo, y del semieje mayor de la BGG.

### 4.3.1 Relación entre el semieje del grupo y la BGG

Vemos que tanto el semieje mayor de los grupos como de la BGG son importantes al determinar la distribución del polvo en los grupos. Esto nos indica que es posible que estos ejes se encuentren relacionados. La noción de que ambos ejes están relacionados no es una idea novedosa, ya que ha sido analizada en múltiples estudios, como por ejemplo Binggeli (1982); Struble & Peebles (1985); Lambas et al. (1988); Trevese et al. (1992); Fuller et al. (1999); Cypriano et al. (2004); Donoso et al. (2006) y Niederste-Ostholt et al. (2010), donde encuentran evidencia que corrobora la existencia de una relación entre ambos semiejes. En este trabajo nos centraremos en las relaciones de estos ejes a partir del polvo.

La figura 4.4 muestra el histograma del ángulo entre los semiejes. Podemos ver que existe una tenue relación en nuestra muestra entre las posiciones de ambos semiejes, con una tendencia a estar alineados, sin embargo, esta tendencia es bastante débil. Para analizar la relación en función del polvo separamos la muestra en dos submuestras, una en la cual el ángulo entre ambos semiejes sea menor a  $30^\circ$ , y otra donde sea mayor a  $60^\circ$ , y analizamos la distribución de polvo para ambos casos.

La figura 4.5 muestra el exceso de polvo en función del radio en el panel superior y en función del ángulo respecto de la BGG y al grupo en los paneles inferiores. En el gráfico superior vemos que los grupos y las BGG que están alineadas muestran una señal más fuerte cerca de  $r_{180}$  que las que no están alineadas. Mientras que las no alineadas muestran enrojecimiento hacia el interior del grupo. En el gráfico de abajo a la izquierda vemos que solo en el caso de los grupos que están alineados con la BGG se puede ver una señal en los ángulos cercanos a 0, mientras que en los no alineados no se ve señal alguna. Lo mismo ocurre para la alineación con el semieje mayor del grupo.

Esto parece indicar que solo si la galaxia central y el grupo están alineados existe una cantidad de polvo a cierta distancia del centro del grupo, el cual está alineado con la BGG y la forma del grupos en general. En estos casos la evolución de formación de la BGG está fuertemente ligado a la historia de acreción del grupo. Aparentemente, la señal de enrojecimiento detectada se debe a polvo proveniente de galaxias que entraron al grupo y fue expulsado de ellas via *ram pressure* u otro mecanismo.

### 4.3.2 Análisis por propiedades de los grupos

Analizamos el enrojecimiento de los cuásares cercanos a los grupos en función de diferentes características de los grupos y de las BGGs. Como establecimos antes, tanto el semieje mayor de los grupos como el semieje mayor de la BGG dan información similar, de ahora en adelante usaremos como eje de referencia el semieje mayor de la BGG.

Primero analizamos la variación del enrojecimiento de los cuásares en función de la

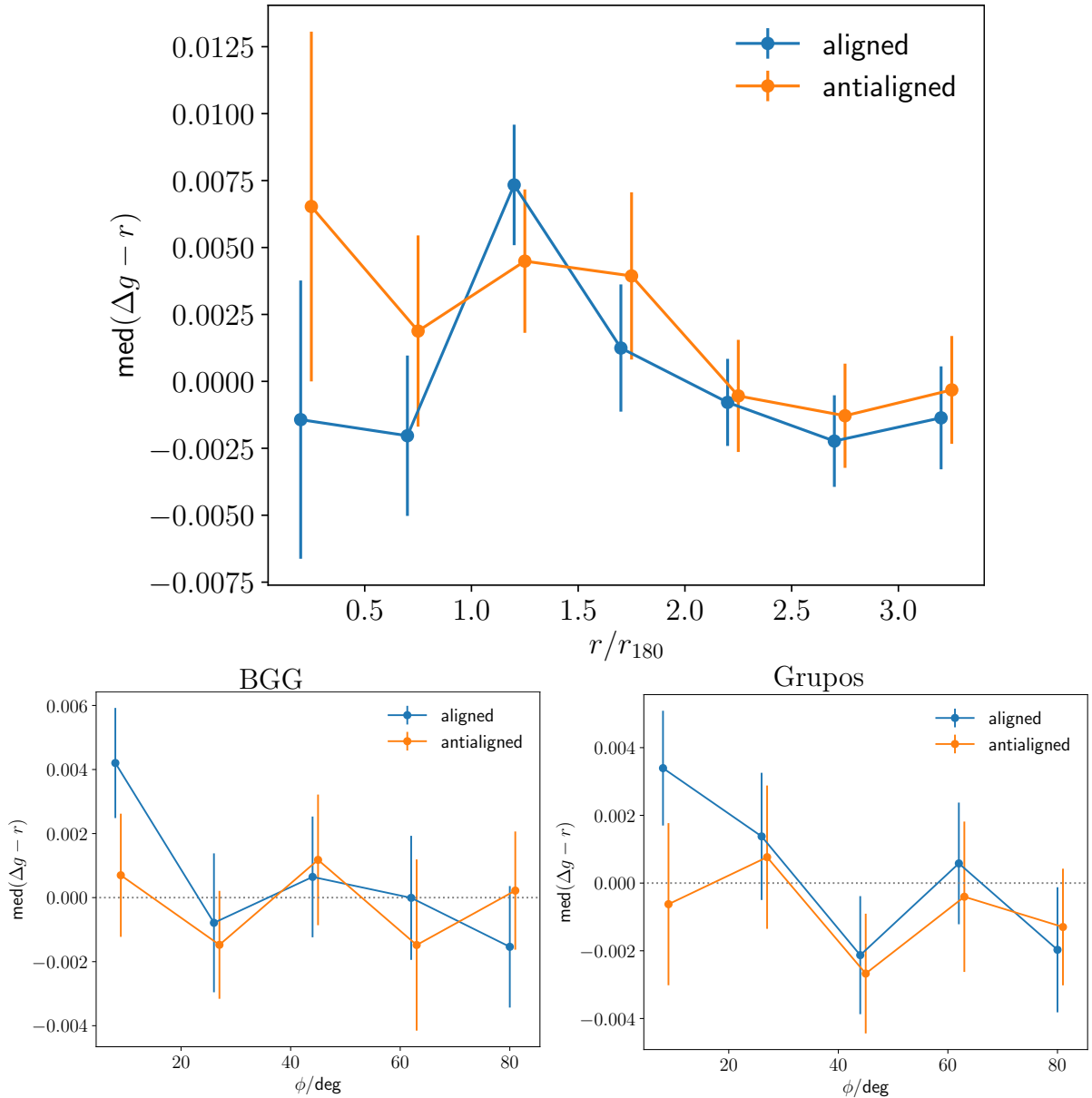


Figura 4.5: Exceso de color para grupos en los cuales el semieje mayor de los grupos y de la BGG tienen una diferencia menor a  $30^\circ$  (aligned), y para los grupos en los cuales las diferencias entre los semiejes es de más de  $60^\circ$  (antialigned). Arriba: Exceso de color en función de la distancia al centro. Abajo Izquierda: Exceso de color en función de la posición angular respecto al semieje de la BGG. Abajo Derecha: Exceso de color en función de la posición angular respecto al semieje del grupo.

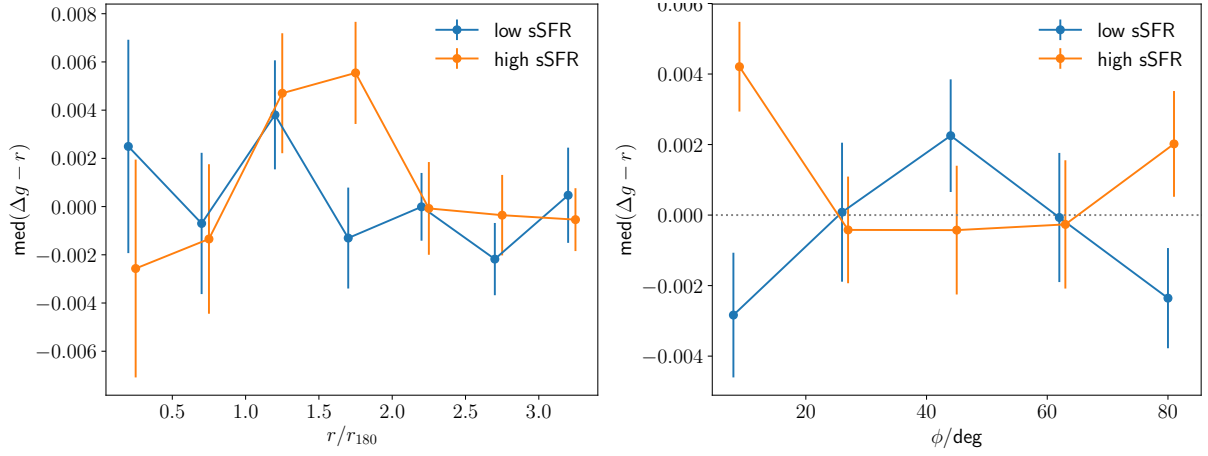


Figura 4.6: Exceso de color en función de la tasa de formación estelar de las galaxias miembro de los grupos. Izquierda: Exceso de color en función de la distancia a la BGG. Derecha: Exceso de color en función del ángulo respecto al semieje mayor de la BGG.

tasa de formación estelar específica (sSFR) de los grupos, para ello separamos la muestra usando la mediana de sSFR en función de la luminosidad, tal como aparece en la figura 4.1.

La figura 4.6 muestra el exceso de color para muestras separadas en función de la formación estelar específica de cada grupo, que a su vez es función de la luminosidad del grupo (figura 4.1). En función del radio podemos ver que, si bien ambas muestras tienen señales de polvo a distancias cercanas a  $r_{180}$ , esta señal es mucho más fuerte en el caso de los grupos con alta formación estelar, y se extiende a una distancia mayor. En cuanto a la relación con el semieje mayor de la BGG, vemos que solo en los casos de grupos que tienen una alta formación estelar existe una alineación del enrojecimiento con el semieje de la BGG.

Esto parece indicar que la existencia de polvo es mayor en grupos cuyas galaxias tienen mayores tasas de formación estelar y que este polvo está alineado con el resto de la estructura del grupo y de la BGG. Es esperable que éste sea el caso, dado que las galaxias

con mayor formación estelar son las que poseen mayor cantidad de polvo.

A continuación analizamos el efecto que tiene la luminosidad de la BGG, separando las muestras de acuerdo a la magnitud de la galaxia central, y a la diferencia de magnitudes de la galaxia más brillante con la segunda galaxia más brillante de cada grupo ( $\Delta M_r$ ).

La figura 4.7 muestra las diferencias entre diversas muestras separadas por la magnitud de la BGG y por  $\Delta M_r$ . Vemos que tanto en el caso de que la galaxia central es muy brillante como en el caso de que la galaxia central es muy dominante dentro del grupo la señal de enrojecimiento alrededor de  $r_{180}$  está más marcada que en su contraparte, en las cuales parece existir, pero no alcanza a tener significancia estadística. Sin embargo, al mirar si esta señal está alineada con la posición del semieje mayor de la BGG, vemos que esto ocurre para las BGGs más débiles, y no para las más brillantes. Mientras que por  $\Delta M_r$  para ninguna de las muestras se observa una alineación significativa.

Por lo visto, cuando la BGG es débil, existe cierta concentración de polvo a su alrededor, el cual desaparece con la presencia de BGGs más brillantes, mientras que la presencia de polvo en el exterior es una constante, mucho más notoria cuando la BGG es brillante, pero aún así siempre presente. Algo similar ocurre cuando la galaxia domina, sin necesariamente ser muy brillante, en la cual si la diferencia es mucha con la segunda galaxia entonces no vemos señal de polvo en el centro, cosa que sí ocurre con una diferencia menor, pero en menor medida que en las muestras separadas por magnitud de la BGG.

El hecho de que solo las galaxias centrales débiles muestran un grado de alineación con la estructura del polvo puede ser explicado debido a que una galaxia brillante puede tener un efecto disruptivo con el polvo circundante (como lo sugieren los resultados en el panel superior izquierdo de la figura 4.7), lo cual puede conducir a una falta de correlación con la estructura de polvo del grupo. Asimismo, se espera que las BGGs menos luminosas estén más asociadas con la presencia del gas y con el resto de la estructura circundante.

A continuación analizamos la distribución de acuerdo al tipo de galaxia de acuerdo a su clasificación en el diagrama Baldwin, Phillips & Terlevich (BPT, Baldwin et al., 1981). El



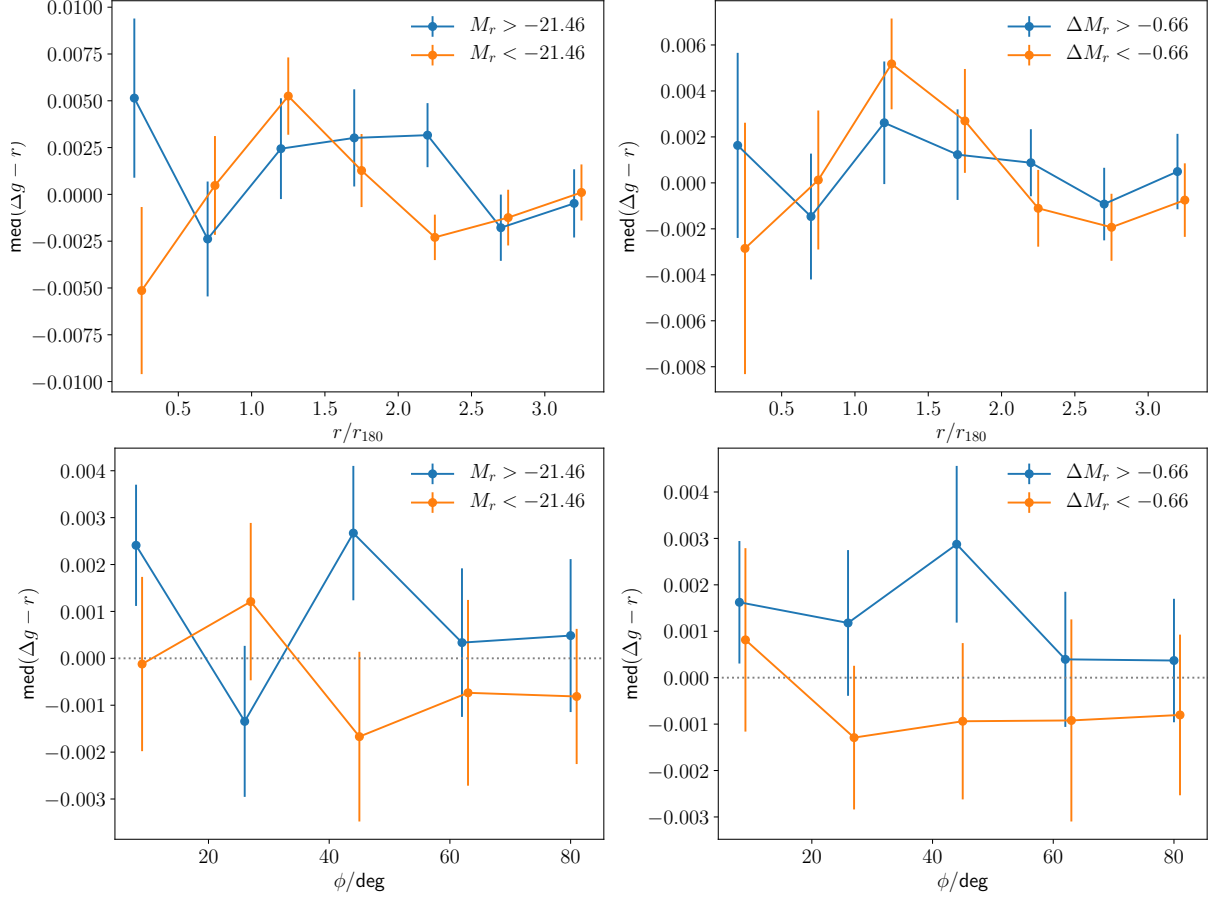


Figura 4.7: Variación del exceso de color en cuásares en función de las características asociadas a la magnitud de las galaxias del grupo. Paneles superiores: Variación del exceso de color en función de la distancia al centro. Paneles inferiores: Variación con respecto al ángulo respecto al semieje mayor de la BGG. Izquierda: Muestras separadas por la magnitud de la BGG. Derecha: Muestras separadas por al diferencia de magnitud entre la galaxia más brillante y la segunda más brillante ( $\Delta M_r$ ).

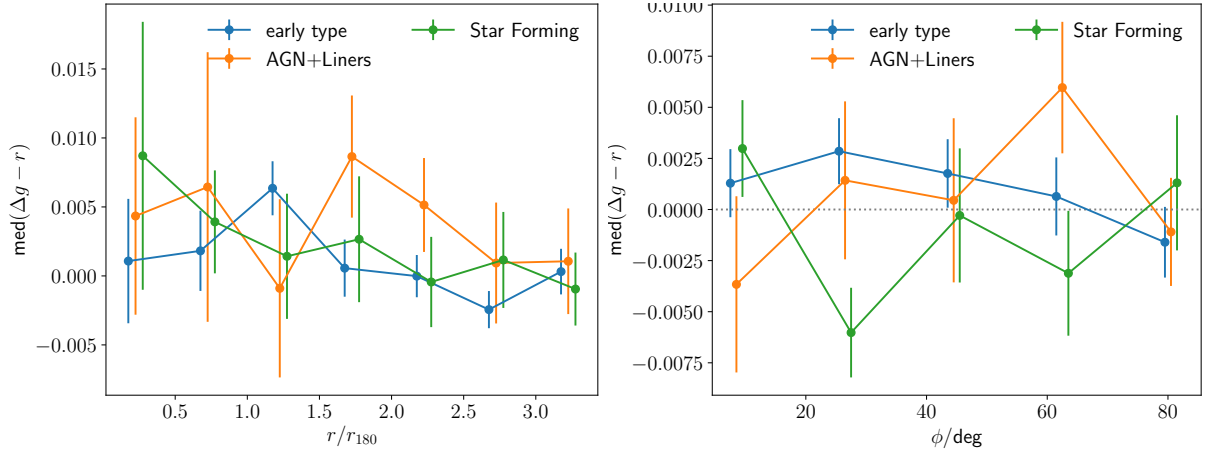


Figura 4.8: Exceso de color en función de la clasificación de la galaxia central de acuerdo al diagrama BPT. Izquierda: Exceso de color en función de la distancia a la BGG. Derecha: Exceso de color en función del ángulo respecto al semieje mayor de la BGG.

diagrama BPT usa razones de intensidad entre diferentes líneas de emisión para clasificar las galaxias como galaxias formadoras de estrellas o galaxias con AGN. En este caso usamos la clasificación de Brinchmann et al. (2004) aplicada al SDSS. Usando el criterio de Brinchmann et al. se distinguen 5 categorías: Inclasificable, formadora de estrellas, formadora con baja señal a ruido, compuesta, AGN y Liners con baja S/N. Nosotros agrupamos AGNs, Liners y compuestas en la muestra que llamamos AGN + Liners, todas las formadoras de estrellas en la muestra llamada Star Forming, y las galaxias no clasificadas en una muestra que llamamos early type, debido a que, de acuerdo al índice de concentración suelen ser galaxias de tipo temprano en mayor proporción que las otras muestras. Es importante notar que la muestra early type es mucho más numerosa que las otras dos muestras.

Observamos que, radialmente, solo la muestra early type de galaxias muestra un exceso de color con cierta significancia estadística, observándose la señal identificada a  $r_{180}$ . Por otro lado, las galaxias star forming parecen tener más polvo cercano al centro del grupo,

el cual decrece constantemente al alejarse del centro, sin embargo estas variaciones están dentro de las barras de error. Por su parte, los grupos que tienen una galaxia AGN o Liners en su centro parecen tener la misma concentración de polvo de la muestra early type, pero a una distancia algo mayor (entre  $1.5r_{180}$  y  $2r_{180}$ ), pero con una significancia menor a  $2\sigma$ .

Por el lado del alineamiento, ninguna de las 3 muestras posee polvo que este fuertemente alineado con la galaxia central, y por tanto con el grupo. Solo la muestra Star Forming muestra una señal positiva en los datos donde  $\phi$  es más cercano a 0, pero los errores de esta muestra son tales que no se puede extraer ninguna información concluyente.

Podemos concluir que en las zonas cercanas a galaxias formantes encontramos una posible señal de polvo, esto no ocurre para galaxias con AGN o de tipo temprano, lo cual es esperable ya que son estas las galaxias las que poseen una mayor cantidad de polvo, mientras que la presencia de AGN, si tiene algún efecto, es “empujar” la concentración de polvo hacia el exterior de los grupos. Ni la formación estelar de la BGG ni la presencia de un AGN parece estar ligado al alineamiento del polvo con la posición de la BGG o del grupo.

En la figura 4.9 se encuentra la distribución de la Magnitud absoluta de las galaxias separadas de acuerdo a su clasificación en el diagrama BPT. Vemos que en general la muestra early-type contiene galaxias más brillantes, pero las galaxias de la muestra AGN + Liners no son muy diferentes de la muestra Star Forming, por lo cual es muy poco probable que alguna de la diferencia observada se deba a diferencias de magnitud de la BGG.

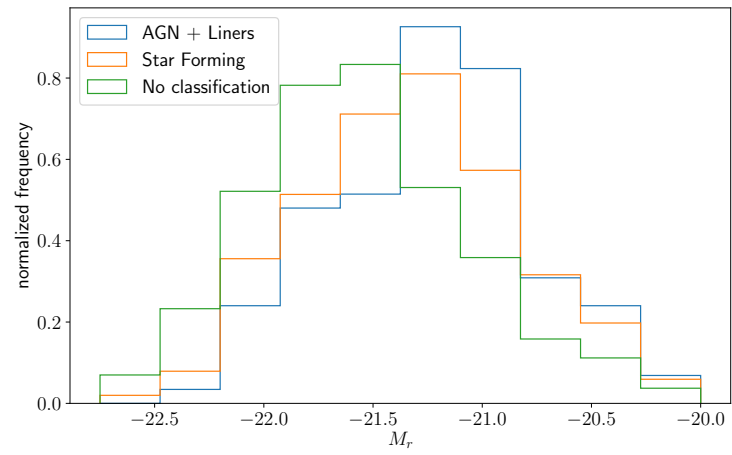


Figura 4.9: Histograma de magnitud absoluta para las muestras AGN+Liners, Star Forming y early type.



## Capítulo 5

# Resultados del análisis de las anisotropías de galaxias con velocidad al centro

En este capítulo analizamos la anisotropía en la formación estelar de las galaxias incorporando información acerca de la velocidad de las galaxias respecto al centro del grupo. Tal como comentamos en el capítulo 3 no contamos con mediciones 3D de la velocidad de las galaxias, por lo cual usamos el vector al centro del grupo como aproximación a la dirección de movimiento. Una de las interpretaciones de lo observado en la figura 3.6 el vector al centro puede funcionar como una buena aproximación solo para galaxias que se encuentran lejos del centro de masa del grupo ( $r > .75r_{180}$ ).

Es posible, sin embargo, medir la velocidad peculiar para una submuestra de galaxias cercanas, y para esta submuestra calculamos la diferencia entre la velocidad peculiar del grupo y de la galaxia proyectada sobre el vector en la dirección al centro, con lo cual podemos tener una aproximación de la dirección de movimiento de la galaxia en la dirección radial, e incorporar esta información al análisis de la anisotropía de color en las galaxias.

## 5.1 Metodología y muestras

Usamos el catálogo Cosmicflows-3 (Tully et al., 2016), el cual contiene 17699 mediciones de distancias a galaxias calculadas de manera independiente al redshift. Esta recopilación es más completa que las dos versiones anteriores, e incluye nuevas observaciones y distancias obtenidas de la literatura.

El catálogo provee mediciones de redshifts y modulos de distancia de manera que las velocidades peculiares pueden ser calculadas por (asumiendo un Universo Einstein-de Sitter)

$$v_{pec} \approx \frac{cz_{obs} - H_0d}{1 - z_{obs}}, \quad (5.1)$$

donde  $z_{obs}$  es el redshift medido de la galaxia y  $d$  la estimación de distancia que provee Cosmicflows-3.

La muestra derivada con velocidades peculiares contiene 4321 galaxias en 657 grupos. De estas galaxias hemos seleccionado las que se encuentran en la zona del SDSS. Con estas galaxias hemos realizado el mismo análisis que se explica en la sección 3.1.1, pero esta vez incorporaremos la información de la velocidad peculiar de la galaxia, proyectando la diferencia con la velocidad del grupo en la dirección del vector al centro. De este modo es posible tener una estimación de la velocidad con la que la galaxia se mueve hacia el grupo, y separar entre las que se mueven en dirección al centro y en la dirección contraria.

La figura 5.1 muestra el histograma del número de galaxias del grupo al cual pertenece cada galaxia (es decir, cada galaxia aparece una vez en el histograma). Podemos ver que existen al menos tres grandes acumulaciones de galaxias, las cuales corresponden a tres cúmulos de galaxias. Desde este punto en adelante analizaremos de manera separada los grupos y los cúmulos.

La figura 5.2 muestra las distribuciones de concentración de las galaxias separadas entre la muestra de grupos y la muestra de cúmulos. Vemos que las galaxias en grupos

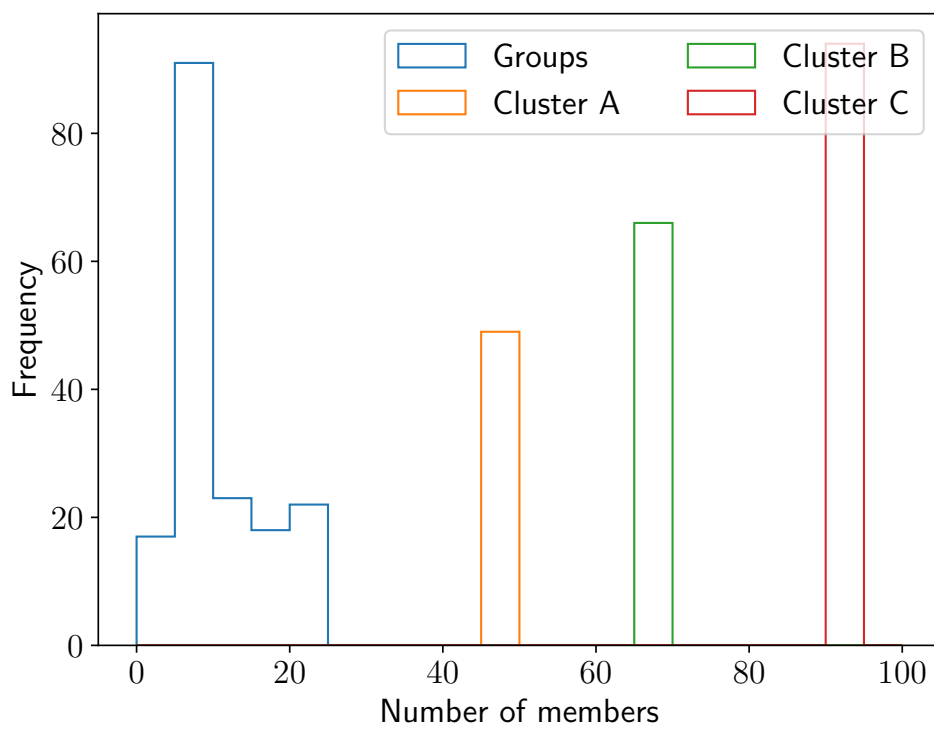


Figura 5.1: Distribución del número de miembros por grupo en el cual se encuentra cada galaxia.



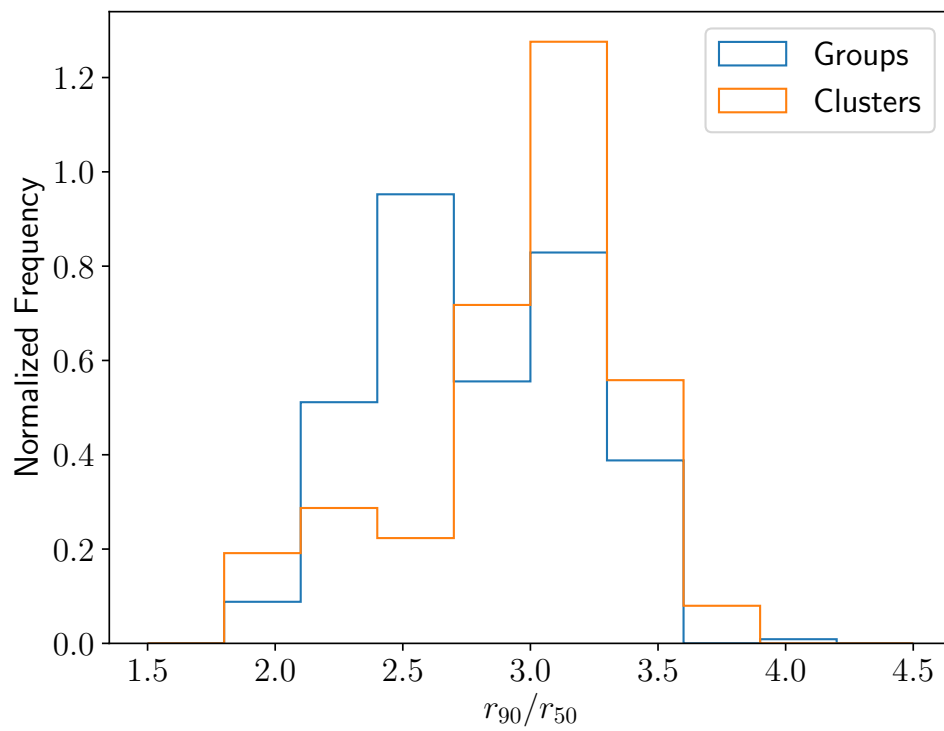


Figura 5.2: Distribución de la concentración de las galaxias separadas entre las galaxias en grupos y galaxias en cúmulos.

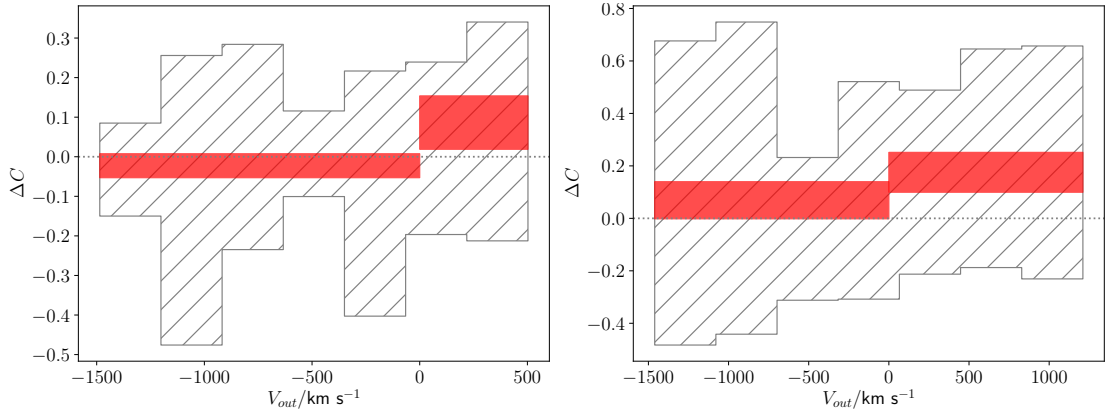


Figura 5.3:  $\Delta C$  en función de la velocidad de las galaxias respecto al centro del grupo (valor positivo implica que la galaxia está saliendo del grupo) donde el area a trazos indica la desviación estandar de  $\Delta C$  de la muestra de galaxias, mientras que las zonas de color rojo muestran el promedio y el error de  $\Delta C$  para velocidades negativas y positivas. Izquierda: Muestra de galaxias en grupos. Derecha: Muestra de galaxias en cúmulos.

tienden a tener un índice de concentración más bajo que los de las galaxias en cúmulos, por lo cual las galaxias en cúmulos contiene un mayor porcentaje de galaxias de tipo temprano que los grupos. Esperamos, por tanto, encontrar resultados diferentes en grupos y cúmulos, ya que la naturaleza de las galaxias que los componen es diferente.

Debido a las grandes incertezas en la determinación de la distancia de las galaxias, las cuales empeoran a grandes distancias, seleccionamos galaxias que se encuentran a una distancia menor a 130 Mpc, y con un error en la determinación de la distancia a esa galaxia menor a un 10%. Considerando estas restricciones nuestra muestra final consiste en 113 galaxias en grupos y 91 galaxias en cúmulos.

## 5.2 Resultados

La figura 5.3 muestra como cambia el valor de  $\Delta C$  de acuerdo a si la galaxia está entrando en el grupo ( $V_{out} < 0$  km/s) o si su dirección de movimiento apunta en la dirección de salida del grupo ( $V_{out} > 0$  km/s), separando entre galaxias en grupos y cúmulos. En estos gráficos hemos dejado fuera galaxias con  $V_{out} < -1500$  km/s, debido a que no es fácil explicar un origen físico para galaxias que se desplazan a esa velocidad hacia el centro, por lo que es probable que estas velocidades se deban a errores en la determinación de la distancia.

Podemos ver que, en grupos, las galaxias que se mueven con dirección al centro tienden a tener un valor de  $\Delta C < 0$ , esto es, la zona más cercana al centro del grupo es más azul para estas galaxias, la significancia estadística de esta tendencia es muy pequeña, ya que 0 se encuentra dentro del rango de error de la medición. Mientras que para las galaxias que se alejan del centro del grupo muestran, de manera mucho más clara, el comportamiento contrario, en el cual la sección de la galaxia más cercana al centro del grupo es más roja que la sección contraria.

Esto indica que en grupos la formación estelar es más alta en la sección de la galaxia más cercana a la dirección de movimiento de la misma dentro del grupo. Estos resultados son consistentes con los observados en T16 y T19, en los cuales se observa un aumento de la formación estelar en la *leading half*, y donde es más importante la dirección de movimiento de las galaxias que la dirección en la cual se encuentra el centro del grupo.

Los cúmulos, por otro lado, muestran un comportamiento ligeramente diferente. Las galaxias que se mueven alejándose del centro del grupo tienden a tener un  $\Delta C > 0$ , pero las galaxias que se mueven en dirección al centro del grupo no muestran un  $\Delta C < 0$ , sino que, si bien son consistentes con 0 dentro del error, tienden a estar por encima de 0. Para cúmulos solo las galaxias que salen del grupo son consistentes con los resultados de T16, mientras que las galaxias que se mueven en dirección al centro muestran un comportamiento diferente, o al menos compatible con 0.

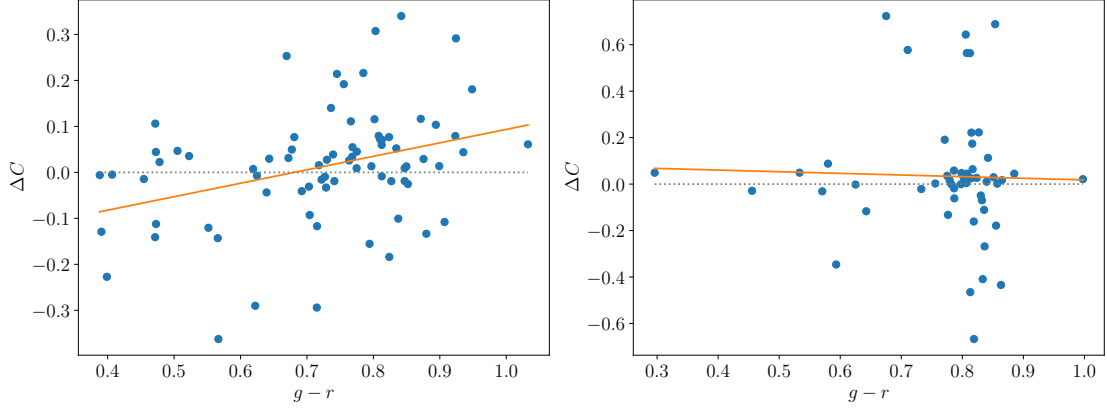


Figura 5.4:  $\Delta C$  (definido de acuerdo a la velocidad al centro) en función del color  $g - r$  de la galaxia, la línea solida es un ajuste lineal de los datos. Izquierda: Grupos. Derecha: Cúmulos.

Es posible que la diferencia en los resultados observados se deba a la diferencia entre las galaxias que componen los grupos y los cúmulos, las que son intrínsecamente diferentes como muestra la figura 5.2, para explorar esto en más detalle analizamos la dependencia del color de la galaxia con  $\Delta C$ . Para ello modificamos la definición de  $\Delta C$  para algunas de las galaxias, usando  $\Delta C = C_t - C_l$  para galaxias con un  $V_{out} > 0$  km/s, de este modo  $\Delta C$  es la diferencia de color entre la mitad más cercana a la dirección de movimiento del grupo y la mitad contraria, siempre separando las mitades por una línea perpendicular al vector al centro del grupo/cúmulo. Es importante recordar que la medida de la velocidad con la que contamos está dada por la proyección de la velocidad peculiar en la dirección al centro, así que solo podemos estimar si la galaxia se aleja o acerca al centro.

La figura 5.4 muestra la relación entre color  $g - r$  y  $\Delta C$  para galaxias en grupos y cúmulos, donde la línea solida es un ajuste lineal de los datos (calculado usando mínimos cuadrados). Para asegurarnos de que el ajuste no se deba a valores atípicos de  $\Delta C$ , analizamos la distribución de  $\Delta C - \Delta C_{g-r}$ , donde  $\Delta C_{g-r}$  es el valor correspondiente a un color dado según el ajuste lineal, y quitamos de la muestra las galaxias que se encontraran

a más de 2 veces la desviación estandar del centro de la distribución, para luego calcular un nuevo ajuste con los datos que se mantienen en la muestra.

Podemos ver que, para las galaxias que se encuentran en grupos, existe una relación entre el color y  $\Delta C$ , donde las galaxias más azules muestran un menor  $\Delta C$  que las galaxias más rojas, mientras que para las galaxias en cúmulos no existe tal relación, además de ser galaxias en general más rojas que las galaxias en grupos.

Es esperable que las galaxias más azules, que en general son las que mayor tasa de formación estelar poseen y las que tienen mayores reservas de gas frío, son las que sean más afectadas por el efecto de compresión del gas producto de la *ram pressure*, y por tanto las que mayor anisotropía de color presenten entre las mitades. Esto se comprueba solo para galaxias en grupo y no para galaxias en cúmulo. Por lo cual es posible que la diferencia observada en  $\Delta C$  en la figura 5.3 en grupos se deba a la acción de la *ram pressure*, mientras que lo observado en cúmulo puede ser debido, al menos en parte, a algún otro mecanismo o sesgo observacional, mucho más dependiente de la posición relativa de la galaxia dentro del cúmulo que de su movimiento respecto al centro.

# Capítulo 6

## Discusión y conclusiones

En este trabajo presentamos resultados del estudio acerca del efecto del ambiente sobre las galaxias y sobre la distribución de polvo en grupos.

Analizamos la forma de las galaxias (capítulo 2), extendiendo el análisis de la forma intrínseca de las galaxias en RP13 a muestras seleccionadas por las propiedades del ambiente en que se encuentran (galaxias en grupos y de campo, centrales y satélites, cercanas y lejanas al centro del grupo, en ambientes de diferentes densidades y en grupos de diferente masa) para determinar el impacto del entorno de una galaxia sobre su distribución de estrellas.

Encontramos que las galaxias espirales en grupos no son diferentes en cuanto a sus formas a las galaxias de campo. Sin embargo, las espirales centrales tienen discos más delgados que las espirales satélites, y galaxias relativamente cercanas al centro de masa del grupo tienden a tener un disco más redondo que espirales que están más alejadas del centro. También encontramos que espirales en ambientes con una alta densidad proyectada también tienden a tener discos más redondos que las galaxias ubicadas en entornos menos densos.

Para galaxias elípticas vemos que las de grupo son más esféricas que las de campo, y lo mismo para elípticas centrales comparadas con elípticas satélites. Para muestras de

elípticas seleccionadas por la densidad del ambiente, la distancia al centro, y la masa del grupo no encontramos diferencias importantes.

En resumen, encontramos que las galaxias elípticas poseen formas diferentes si son galaxias en grupos o de campo, pero si las elípticas son restringidas a grupos, las variaciones del ambiente no juegan un rol importante en la forma. Para espirales el ambiente tiene una influencia importante en su forma, específicamente la posición de la galaxia dentro del grupo. La masa del grupo mismo no tiene influencia aparente.

Para elípticas, el hecho de que las galaxias sean más esféricas en grupos que en campo puede ser explicada por el hecho de que las galaxias elípticas en grupos son expuestas a más eventos que afectan sus formas (fusiones, interacciones gravitacionales, etc). Estos eventos afectan a las galaxias en general de manera isotrópica, y llevan a galaxias más esféricas. Quizás es más difícil entender el hecho de que las galaxias espirales en entornos más densos tienden a mostrar un disco más delgado y más redondo. Sin embargo Crocker et al. (2012) estudió las tasas de línea de gases moleculares en galaxias de ATLAS<sup>3D</sup> (Cappellari et al., 2011), y propone que galaxias en ambientes con alta densidad tienden a estar en ambientes de alta presión debido al medio intra grupo caliente, lo cual lleva a tener su contenido de gas confinado en un disco más delgado. Esto podría explicar la aparente (pero muy débil) relación decreciente encontrada entre la tasa de  $^{12}\text{CO}(1-0)/^{13}\text{CO}(1-0)$  y la densidad. Esta relación fue también observada por Alatalo et al. (2015), y puede causar que la formación estelar también ocurra en un disco más delgado.

Analizamos también la presencia de polvo alrededor de galaxias en grupos en el universo local (capítulo 3). Este procedimiento está basado en el enrojecimiento sistemático de cuásares de fondo en las vecindades de los grupos. Cuidadosamente tomamos en cuenta la dependencia en redshift y angular del color promedio observado de los cuásares, lo cual nos permitió derivar excesos de color más precisos alrededor de galaxias de grupos. Nos enfocamos en galaxias tipo disco perpendiculares al plano del cielo, y a distancias del centro del grupo consistentes con las regiones en las cuales las galaxias se aproximan al

centro. Asumiendo propiedades de polvo consistentes con el de la Vía Láctea inferimos masas de polvo de  $5.8 \pm 2.5 \cdot 10^8 M_{\odot}/h$  por galaxia, implicando que grandes cantidades de polvo fueron arrancados de las galaxias en órbita alrededor de grupos.

Remarcamos el hecho de que un enrojecimiento significativo de los cuásares de fondo es derivado de la submuestra de los grupos más masivos  $M_{\text{halo}} > 10^{13.9} M_{\odot}/h$ , lo cual es esperado bajo la presunción de que es el efecto de la *ram pressure* del medio intragrupo la principal causa de este polvo.

Llevamos a cabo un estudio fotométrico de las galaxias para derivar un parámetro de asimetría de color relativo a la dirección del centro del grupo desde la posición de la galaxia. Este análisis muestra que las regiones de las galaxias más cercanas al centro son más azules que sus contrapartes opuestas, un hecho que interpretamos en términos de los efectos de la compresión del gas y la formación estelar en la dirección de movimiento de la galaxia hacia el centro del grupo.

De manera consistente, galaxias con menor asimetría de color muestran las mayores cantidades de polvo ubicado en las regiones alejadas del centro comparadas con una muestra de control sin galaxias a la misma distancia del centro del grupo.

Concluimos que la remoción de polvo es muy eficiente en galaxias en su camino hacia los grupos, particularmente en los más masivos. El hecho de que las galaxias con la menor asimetría de color respecto al centro son las asociadas con áreas con el mayor enrojecimiento de cuásares de fondo sugiere que las dinámicas del gas y la remoción por *ram pressure* por el medio intragrupo son mecanismos que actúan en las regiones de las galaxias más cercanas y más alejadas del centro del grupo.

Notamos que otros mecanismos, además de *ram pressure*, pueden afectar a las galaxias entrando en grupos. Por ejemplo, el polvo expulsado por vientos de supernovas de manera isotrópica de las galaxias es muy probable que sea destruido por el medio intragrupo caliente cerca de los centros de los grupos, creando las tendencias de enrojecimiento observadas. Sin embargo, la asimetría de color interna y su correlación con el exceso de color



de cuásares de fondo alrededor de galaxias con *leading halves* más rojas provee pistas de que la *ram pressure* es el mecanismo más apropiado para explicar las observaciones.

De manera similar estudiamos la distribución de polvo en grupos (capítulo 4). Dado que en el capítulo 3 se usan zonas de control para restar el efecto del grupo, es posible que al seleccionar zonas vacías vs zonas con galaxias hayamos comparado también zonas en las cuales es mayor la probabilidad de entrada de galaxias a grupos (como las provenientes de filamentos) vs. zonas con menor entrada de galaxias. Dado esto en este capítulo analizamos ejes preferenciales para la acumulación de polvo en el grupo.

Vimos que existe una señal que puede estar asociada a polvo ubicada a una distancia cercana a  $r = r_{180}$  del centro del grupo. Usando tanto el semieje mayor del grupo como el semieje de la BGG como ejes respecto a los cuales analizar la distribución de polvo notamos que esta señal de enrojecimiento tiende a estar alineada con ambos ejes, lo cual se condice con la hipótesis de que el origen de este polvo sean galaxias que han entrado desde filamentos hacia los grupos y hayan perdido este polvo vía *ram pressure*, y que este camino haya dejado su impronta en la orientación de la BGG vía fusiones con galaxias que han entrado al grupo.

Analizando en más detalle la relación entre BGG, grupo y polvo, notamos que la alineación grupo-polvo y BGG-polvo solo es medible cuando el grupo y la BGG se encuentran alineados, no encontrando este alineamiento entre grupo-polvo ni grupo-BGG para las muestras en las cuales los semiejes de la BGG y del grupo son perpendiculares. Algo similar ocurre para la existencia de las zonas de enrojecimiento ubicada a  $r = r_{180}$ , la cual si bien puede existir en grupos no alineados, tiene una señal con mayor significancia estadística en grupos alineados.

Estudiando características del grupo y de la BGG y su relación con la distribución de polvo, notamos mayor señal de la existencia de polvo y de alineación de este polvo con el semieje mayor de la BGG en grupos con una alta tasa de formación estelar, la cual fue calculada a partir de las tasas de formación estelar de los miembros individuales. Esto es

fácilmente explicable por el hecho de que son las galaxias con mayor tasa de formación estelar las que más polvo producen, y por lo tanto las que más polvo pierden al entrar en grupos.

Notamos también relaciones entre la magnitud absoluta de la BGG y el polvo, tanto al considerarla por sí sola como al compararla con la segunda galaxia más brillante del grupo. Encontramos que la señal de polvo a  $r_{180}$  del centro tiene mayor significancia estadística cuando la BGG es brillante (de manera absoluta y en comparación con otras galaxias del grupo), mientras que la alineación solo se observa cuando la galaxia central es una galaxia débil. También analizamos como afecta la distribución de polvo a la clasificación de la BGG de acuerdo al diagrama BPT. Notamos que las galaxias con alta formación estelar parecen tener más polvo cerca del centro, mientras que en el caso de las galaxias con AGN parecen alejar el exceso de polvo de  $1r_{180}$  a cerca de  $1.75r_{180}$ .

Usando datos obtenidos del catálogo Cosmicflows-3 (Tully et al., 2016), los cuales nos entregan mediciones de las distancias de las galaxias calculadas de manera independiente del redshift, podemos estimar velocidades peculiares para una muestra de galaxias en grupos y cúmulos, y proyectar la diferencia de velocidades con el centro de la estructura sobre el vector grupo-galaxia, para de esta manera estimar las velocidades de las galaxias respecto al centro.

Se observa que en las galaxias en grupo existe asimetría en los colores de las galaxias, donde las galaxias que se mueven en dirección al grupo muestran que la mitad de la galaxia más cercana al centro es más azul que la otra mitad, y las galaxias que se alejan del centro del grupo muestran el comportamiento contrario, siendo estos resultados consistentes con lo encontrado en simulaciones (T16 y T19). Esto no ocurre para las galaxias en cúmulos, donde solo las galaxias que se alejan del centro del cúmulo se comportan como galaxias en grupo, y las galaxias que se acercan al grupo tienden a tener la mitad más cercana al centro más roja que la otra mitad.

Observamos que en los grupos existe una relación entre el color de las galaxias y la

diferencia entre las mitades de las galaxias, donde la mitad más cercana a la dirección de movimiento es más azul que la mitad contraria cuando la galaxia misma es más azul. En cúmulos no se encuentra relación alguna entre diferencias de color de las mitades y color. Esto nos entrega mayor evidencia de que esta diferencia se debe al efecto de la compresión del gas producto de la *ram pressure*. Sin embargo, estos resultados son aún preliminares y merecen ser estudiados en mayor profundidad.

Los resultados presentados en este trabajo de tesis muestran que el ambiente tiene un efecto importante sobre las galaxias, en particular sobre la distribución de las estrellas, tanto en espirales como en elípticas, así como sobre el polvo asociado a las galaxias y la forma en que se lleva a cabo la formación estelar. Asimismo, el efecto sobre las galaxias está relacionado con el contenido y distribución del polvo en los grupos. Creemos que los resultados aquí presentados representan un aporte al estudio de la evolución de galaxias en estructuras, y esperamos que puedan servir de inspiración para futuros trabajos en el área.

# Bibliografía

K. N. Abazajian, J. K. Adelman-McCarthy, M. A. Agüeros, S. S. Allam, C. Allende Prieto, D. An, K. S. J. Anderson, S. F. Anderson, J. Annis, N. A. Bahcall, C. A. L. Bailer-Jones, J. C. Barentine, B. A. Bassett, A. C. Becker, T. C. Beers, E. F. Bell, V. Belokurov, A. A. Berlind, E. F. Berman, M. Bernardi, S. J. Bickerton, D. Bizyaev, J. P. Blakeslee, M. R. Blanton, J. J. Bochanski, W. N. Boroski, H. J. Brewington, J. Brinchmann, J. Brinkmann, R. J. Brunner, T. Budavári, L. N. Carey, S. Carliles, M. A. Carr, F. J. Castander, D. Cinabro, A. J. Connolly, I. Csabai, C. E. Cunha, P. C. Czarapata, J. R. A. Davenport, E. de Haas, B. Dilday, M. Doi, D. J. Eisenstein, M. L. Evans, N. W. Evans, X. Fan, S. D. Friedman, J. A. Frieman, M. Fukugita, B. T. Gänsicke, E. Gates, B. Gillespie, G. Gilmore, B. Gonzalez, C. F. Gonzalez, E. K. Grebel, J. E. Gunn, Z. Györy, P. B. Hall, P. Harding, F. H. Harris, M. Harvanek, S. L. Hawley, J. J. E. Hayes, T. M. Heckman, J. S. Hendry, G. S. Hennessy, R. B. Hindsley, J. Hoblitt, C. J. Hogan, D. W. Hogg, J. A. Holtzman, J. B. Hyde, S.-i. Ichikawa, T. Ichikawa, M. Im, Ž. Ivezić, S. Jester, L. Jiang, J. A. Johnson, A. M. Jorgensen, M. Jurić, S. M. Kent, R. Kessler, S. J. Kleinman, G. R. Knapp, K. Konishi, R. G. Kron, J. Krzesinski, N. Kuropatkin, H. Lampeitl, S. Lebedeva, M. G. Lee, Y. S. Lee, R. French Leger, S. Lépine, N. Li, M. Lima, H. Lin, D. C. Long, C. P. Loomis, J. Loveday, R. H. Lupton, E. Magnier, O. Malanushenko, V. Malanushenko, R. Mandelbaum, B. Margon, J. P. Marriner, D. Martínez-Delgado, T. Matsubara, P. M. McGehee, T. A. McKay, A. Meiksin, H. L. Morrison, F. Mullally, J. A. Munn, T. Murphy, T. Nash,

A. Nebot, E. H. Nielsen, Jr., H. J. Newberg, P. R. Newman, R. C. Nichol, T. Nicinski, M. Nieto-Santisteban, A. Nitta, S. Okamura, D. J. Oravetz, J. P. Ostriker, R. Owen, N. Padmanabhan, K. Pan, C. Park, G. Pauls, J. Peoples, Jr., W. J. Percival, J. R. Pier, A. C. Pope, D. Pourbaix, P. A. Price, N. Purger, T. Quinn, M. J. Raddick, P. Re Fiorentin, G. T. Richards, M. W. Richmond, A. G. Riess, H.-W. Rix, C. M. Rockosi, M. Sako, D. J. Schlegel, D. P. Schneider, R.-D. Scholz, M. R. Schreiber, A. D. Schwope, U. Seljak, B. Sesar, E. Sheldon, K. Shimasaku, V. C. Sibley, A. E. Simmons, T. Sivarani, J. Allyn Smith, M. C. Smith, V. Smolčić, S. A. Snedden, A. Stebbins, M. Steinmetz, C. Stoughton, M. A. Strauss, M. SubbaRao, Y. Suto, A. S. Szalay, I. Szapudi, P. Szkody, M. Tanaka, M. Tegmark, L. F. A. Teodoro, A. R. Thakar, C. A. Tremonti, D. L. Tucker, A. Uomoto, D. E. Vanden Berk, J. Vandenberg, S. Vidrih, M. S. Vogeley, W. Voges, N. P. Vogt, Y. Wadadekar, S. Watters, D. H. Weinberg, A. A. West, S. D. M. White, B. C. Wilhite, A. C. Wonders, B. Yanny, D. R. Yocum, D. G. York, I. Zehavi, S. Zibetti, and D. B. Zucker. The Seventh Data Release of the Sloan Digital Sky Survey. *ApJS*, 182:543-558, June 2009. doi: 10.1088/0067-0049/182/2/543.

Kevork Abazajian, Jennifer K. Adelman-McCarthy, Marcel A. Agüeros, Sahar S. Allam, Scott F. Anderson, James Annis, Neta A. Bahcall, Ivan K. Baldry, Steven Bastian, Andreas Berlind, Mariangela Bernardi, Michael R. Blanton, Norman Blythe, John J. Bochanski, Boroski Jr., Brewington William N., Briggs Howard, Brinkmann John W., Brunner J., Budavári Robert J., Carey Tamás, Carr Larry N., Castander Michael A., Chiu Francisco J., Collinge Kuenley, Connolly Matthew J., Covey A. J., Csabai Kevin R., Dalcanton István, Dodelson Julianne J., Doi Scott, Dong Mamoru, Eisenstein Feng, Evans Daniel J., Fan Michael L., Feldman Xiaohui, Finkbeiner Paul D., Friedman Douglas P., Frieman Scott D., Fukugita Joshua A., Gal Masataka, Gillespie Roy R., Glazebrook Bruce, Gonzalez Karl, Gray Carlos F., Grebel Jim, Grodnicki Eva K., Gunn Lauren, Gurbani James E., Hall Vijay K., Hao Patrick B., Harbeck Lei, Harris Daniel, Harris Frederick H., Harvanek Hugh C., Hawley Michael, Heckman Suzanne L., Helm-

boldt Timothy M., Hendry J. F., Hennessy John S., Hindsley Gregory S., Hogg Robert B., Holmgren David W., Holtzman Donald J., Homer Jon A., Hui Lee, Ichikawa Lam, Ichikawa Shin-ichi, Inkmann Takashi, Ivezic John P., Jester Željko, Johnston Sebastian, Jordan David E., Jordan Beatrice, Jorgensen Wendell P., Jurić Anders M., Kauffmann Mario, Kent Guinevere, Kleinman Stephen M., Knapp S. J., Kniazev G. R., Kron Alexei Y., Krzesiński Richard G., Kunszt Jurek, Kuropatkin Peter Z., Lamb Nickolai, Lampeitl Donald Q., Laubscher Hubert, Lee Bryan E., Leger Brian C., Li R. French, Lidz Nolan, Lin Adam, Loh Huan, Long Yeong-Shang, Loveday Daniel C., Lupton Jon, Malik Robert H., Margon Tanu, McGehee Bruce, McKay Peregrine M., Meiksin Timothy A., Miknaitis Avery, Moorthy Gajus A., Munn Bhasker K., Murphy Jeffrey A., Nakajima Tara, Narayanan Reiko, Nash Vijay K., Neilsen Thomas, Jr. Eric H., Heidi Jo Newberg, Peter R. Newman, Robert C. Nichol, Tom Nicinski, Maria Nieto-Santisteban, Atsuko Nitta, Michael Odenkirchen, Sadanori Okamura, Jeremiah P. Ostriker, Russell Owen, Nikhil Padmanabhan, John Peoples, Jeffrey R. Pier, Bartosz Pindor, Adrian C. Pope, Thomas R. Quinn, R. R. Rafikov, Sean N. Raymond, Gordon T. Richards, Michael W. Richmond, Hans-Walter Rix, Constance M. Rockosi, Joop Schaye, David J. Schlegel, Donald P. Schneider, Joshua Schroeder, Ryan Scranton, Maki Sekiguchi, Uroš Seljak, Gary Sergey, Branimir Sesar, Erin Sheldon, Kazu Shimasaku, Walter A. Siegmund, Nicole M. Silvestri, Allan J. Sinisgalli, Edwin Sirko, J. Allyn Smith, Vernesa Smolčić, Stephanie A. Snedden, Albert Stebbins, Charles Steinhardt, Gregory Stinson, Chris Stoughton, Iskra V. Strateva, Michael A. Strauss, Mark SubbaRao, Alexander S. Szalay, István Szapudi, Paula Szkody, Lidia Tasca, Max Tegmark, Aniruddha R. Thakar, Christy Tremonti, Douglas L. Tucker, Alan Uomoto, Daniel E. Vanden Berk, Jan Vandenberg, Michael S. Vogeley, Wolfgang Voges, Nicole P. Vogt, Lucianne M. Walkowicz, David H. Weinberg, Andrew A. West, Simon D. M. White, Brian C. Wilhite, Beth Willman, Yongzhong Xu, Brian Yanny, Jean Yarger, Naoki Yasuda, Ching-Wa Yip, D. R. Yocum, Donald G. York, Nadia L. Zakamska, Idit Zehavi, Wei Zheng, Stefano Zibetti,

and Daniel B. Zucker. The First Data Release of the Sloan Digital Sky Survey. *AJ*, 126:2081, May 2003. doi: 10.1086/378165. URL <http://arxiv.org/abs/astro-ph/0305492v1>; <http://arxiv.org/pdf/astro-ph/0305492v1>.

J. K. Adelman-McCarthy, M. A. Agüeros, S. S. Allam, C. Allende Prieto, K. S. J. Anderson, S. F. Anderson, J. Annis, N. A. Bahcall, C. A. L. Bailer-Jones, I. K. Baldry, J. C. Barentine, B. A. Bassett, A. C. Becker, T. C. Beers, E. F. Bell, A. A. Berlind, M. Bernardi, M. R. Blanton, J. J. Bochanski, W. N. Boroski, J. Brinchmann, J. Brinkmann, R. J. Brunner, T. Budavári, S. Carliles, M. A. Carr, F. J. Castander, D. Cinabro, R. J. Cool, K. R. Covey, I. Csabai, C. E. Cunha, J. R. A. Davenport, B. Dilday, M. Doi, D. J. Eisenstein, M. L. Evans, X. Fan, D. P. Finkbeiner, S. D. Friedman, J. A. Frieman, M. Fukugita, B. T. Gänsicke, E. Gates, B. Gillespie, K. Glazebrook, J. Gray, E. K. Grebel, J. E. Gunn, V. K. Gurbani, P. B. Hall, P. Harding, M. Harvanek, S. L. Hawley, J. Hayes, T. M. Heckman, J. S. Hendry, R. B. Hindsley, C. M. Hirata, C. J. Hogan, D. W. Hogg, J. B. Hyde, S.-i. Ichikawa, Ž. Ivezić, S. Jester, J. A. Johnson, A. M. Jorgensen, M. Jurić, S. M. Kent, R. Kessler, S. J. Kleinman, G. R. Knapp, R. G. Kron, J. Krzesinski, N. Kuropatkin, D. Q. Lamb, H. Lampeitl, S. Lebedeva, Y. S. Lee, R. F. Leger, S. Lépine, M. Lima, H. Lin, D. C. Long, C. P. Loomis, J. Loveday, R. H. Lupton, O. Malanushenko, V. Malanushenko, R. Mandelbaum, B. Margon, J. P. Marziner, D. Martínez-Delgado, T. Matsubara, P. M. McGehee, T. A. McKay, A. Meiksin, H. L. Morrison, J. A. Munn, R. Nakajima, E. H. Nielsen, Jr., H. J. Newberg, R. C. Nichol, T. Nicinski, M. Nieto-Santisteban, A. Nitta, S. Okamura, R. Owen, H. Oyaizu, N. Padmanabhan, K. Pan, C. Park, J. Peoples, Jr., J. R. Pier, A. C. Pope, N. Purger, M. J. Raddick, P. Re Fiorentin, G. T. Richards, M. W. Richmond, A. G. Riess, H.-W. Rix, C. M. Rockosi, M. Sako, D. J. Schlegel, D. P. Schneider, M. R. Schreiber, A. D. Schwobe, U. Seljak, B. Sesar, E. Sheldon, K. Shimasaku, T. Sivarani, J. A. Smith, S. A. Snedden, M. Steinmetz, M. A. Strauss, M. SubbaRao, Y. Suto, A. S. Szalay, I. Szapudi, P. Szkody, M. Tegmark, A. R. Thakar, C. A. Tremonti, D. L. Tucker, A. Uomoto,

D. E. Vanden Berk, J. Vandenberg, S. Vidrih, M. S. Vogeley, W. Voges, N. P. Vogt, Y. Wadadekar, D. H. Weinberg, A. A. West, S. D. M. White, B. C. Willhite, B. Yanny, D. R. Yocum, D. G. York, I. Zehavi, and D. B. Zucker. The Sixth Data Release of the Sloan Digital Sky Survey. *ApJS*, 175:297–313, April 2008. doi: 10.1086/524984.

Jennifer K. Adelman-McCarthy, Marcel A. Agüeros, Sahar S. Allam, et al. The Fifth Data Release of the Sloan Digital Sky Survey. *ApJS*, 172(2):634–644, Oct 2007. doi: 10.1086/518864.

J. A. L. Aguerri, M. Balcells, and R. F. Peletier. Growth of galactic bulges by mergers. I. Dense satellites. *A&A*, 367:428–442, February 2001. doi: 10.1051/0004-6361:20000441.

H. Aihara, C. Allende Prieto, D. An, S. F. Anderson, É. Aubourg, E. Balbinot, T. C. Beers, A. A. Berlind, S. J. Bickerton, D. Bizyaev, M. R. Blanton, J. J. Bochanski, A. S. Bolton, J. Bovy, W. N. Brandt, J. Brinkmann, P. J. Brown, J. R. Brownstein, N. G. Busca, H. Campbell, M. A. Carr, Y. Chen, C. Chiappini, J. Comparat, N. Connolly, M. Cortes, R. A. C. Croft, A. J. Cuesta, L. N. da Costa, J. R. A. Davenport, K. Dawson, S. Dhital, A. Ealet, G. L. Ebelke, E. M. Edmondson, D. J. Eisenstein, S. Escoffier, M. Esposito, M. L. Evans, X. Fan, B. Femenía Castellá, A. Font-Ribera, P. M. Frinchaboy, J. Ge, B. A. Gillespie, G. Gilmore, J. I. González Hernández, J. R. Gott, A. Gould, E. K. Grebel, J. E. Gunn, J.-C. Hamilton, P. Harding, D. W. Harris, S. L. Hawley, F. R. Hearty, S. Ho, D. W. Hogg, J. A. Holtzman, K. Honscheid, N. Inada, I. I. Ivans, L. Jiang, J. A. Johnson, C. Jordan, W. P. Jordan, E. A. Kazin, D. Kirkby, M. A. Klaene, G. R. Knapp, J.-P. Kneib, C. S. Kochanek, L. Koesterke, J. A. Kollmeier, R. G. Kron, H. Lampeitl, D. Lang, J.-M. Le Goff, Y. S. Lee, Y.-T. Lin, D. C. Long, C. P. Loomis, S. Lucatello, B. Lundgren, R. H. Lupton, Z. Ma, N. MacDonald, S. Mahadevan, M. A. G. Maia, M. Makler, E. Malanushenko, V. Malanushenko, R. Mandelbaum, C. Maraston, D. Margala, K. L. Masters, C. K. McBride, P. M. McGehee, I. D. McGreer, B. Ménard, J. Miralda-Escudé, H. L. Morrison, F. Mullally, D. Muna, J. A.



Munn, H. Murayama, A. D. Myers, T. Naugle, A. F. Neto, D. C. Nguyen, R. C. Nichol, R. W. O’Connell, R. L. C. Ogando, M. D. Olmstead, D. J. Oravetz, N. Padmanabhan, N. Palanque-Delabrouille, K. Pan, P. Pandey, I. Pâris, W. J. Percival, P. Petitjean, R. Pfaffenberger, J. Pforr, S. Phleps, C. Pichon, M. M. Pieri, F. Prada, A. M. Price-Whelan, M. J. Raddick, B. H. F. Ramos, C. Reyl  , J. Rich, G. T. Richards, H.-W. Rix, A. C. Robin, H. J. Rocha-Pinto, C. M. Rockosi, N. A. Roe, E. Rollinde, A. J. Ross, N. P. Ross, B. M. Rossetto, A. G. S  nchez, C. Sayres, D. J. Schlegel, K. J. Schlesinger, S. J. Schmidt, D. P. Schneider, E. Sheldon, Y. Shu, J. Simmerer, A. E. Simmons, T. Sivarani, S. A. Snedden, J. S. Sobeck, M. Steinmetz, M. A. Strauss, A. S. Szalay, M. Tanaka, A. R. Thakar, D. Thomas, J. L. Tinker, B. M. Tofflemire, R. Tojeiro, C. A. Tremonti, J. Vandenberg, M. Vargas Maga  a, L. Verde, N. P. Vogt, D. A. Wake, J. Wang, B. A. Weaver, D. H. Weinberg, M. White, S. D. M. White, B. Yanny, N. Yasuda, C. Yeche, and I. Zehavi. The Eighth Data Release of the Sloan Digital Sky Survey: First Data from SDSS-III. *ApJS*, 193:29, April 2011. doi: 10.1088/0067-0049/193/2/29.

Shadab Alam, Franco D. Albareti, Carlos Allende Prieto, F. Anders, Scott F. Anderson, Timothy Anderton, Brett H. Andrews, Eric Armengaud,   ric Aubourg, Stephen Bailey, and et al. The Eleventh and Twelfth Data Releases of the Sloan Digital Sky Survey: Final Data from SDSS-III. *ApJS*, 219(1):12, Jul 2015. doi: 10.1088/0067-0049/219/1/12.

K. Alatalo, A. F. Crocker, S. Aalto, T. A. Davis, K. Nyland, M. Bureau, P.-A. Duc, D. Krajinovic, and L. M. Young. Evidence of boosted 13CO/12CO ratio in early-type galaxies in dense environments. *MNRAS*, 450(4):3874–3885, July 2015.

D. R. Andersen, M. A. Bershady, L. S. Sparke, J. S. Gallagher, III, and E. M. Wilcots. A Measurement of Disk Ellipticity in Nearby Spiral Galaxies. *ApJL*, 551:L131–L134, April 2001. doi: 10.1086/320018.

- J. A. Baldwin, M. M. Phillips, and R. Terlevich. Classification parameters for the emission-line spectra of extragalactic objects. *PASP*, 93:5–19, Feb 1981. doi: 10.1086/130766.
- Joshua E. Barnes and Lars Hernquist. Transformations of Galaxies. II. Gasdynamics in Merging Disk Galaxies. *ApJ*, 471:115, Nov 1996. doi: 10.1086/177957.
- B. Binggeli. The shape and orientation of clusters of galaxies. *A&A*, 107:338–349, Mar 1982.
- J. Binney. Testing for triaxiality with kinematic data. *MNRAS*, 212:767–781, February 1985.
- J. Richard Bond, Lev Kofman, and Dmitry Pogosyan. How filaments of galaxies are woven into the cosmic web. *Nature*, 380(6575):603–606, Apr 1996. doi: 10.1038/380603a0.
- Alessandro Boselli and Giuseppe Gavazzi. Environmental Effects on Late-Type Galaxies in Nearby Clusters. *PASP*, 118(842):517–559, Apr 2006. doi: 10.1086/500691.
- Jarle Brinchmann, Stephane Charlot, Timothy M. Heckman, Guinevere Kauffmann, Christy Tremonti, and Simon D. M. White. Stellar masses, star formation rates, metallicities and AGN properties for 200,000 galaxies in the SDSS Data Release Two (DR2). *arXiv e-prints*, art. astro-ph/0406220, Jun 2004.
- Gene Byrd and Mauri Valtonen. Tidal Generation of Active Spirals and S0 Galaxies by Rich Clusters. *ApJ*, 350:89, Feb 1990. doi: 10.1086/168362.
- M. Cappellari, E. Emsellem, D. Krajnović, R. M. McDermid, N. Scott, G. A. Verdoes Kleijn, L. M. Young, K. Alatalo, R. Bacon, L. Blitz, M. Bois, F. Bournaud, M. Bureau, R. L. Davies, T. A. Davis, P. T. de Zeeuw, P.-A. Duc, S. Khochfar, H. Kuntschner, P.-Y. Lablanche, R. Morganti, T. Naab, T. Oosterloo, M. Sarzi, P. Serra, and A.-M. Weijmans. The ATLAS<sup>3D</sup> project - I. A volume-limited sample of 260 nearby early-type

- galaxies: science goals and selection criteria. *MNRAS*, 413:813–836, May 2011. doi: 10.1111/j.1365-2966.2010.18174.x.
- L. L. Cowie and A. Songaila. Thermal evaporation of gas within galaxies by a hot intergalactic medium. *Nature*, 266:501–503, Apr 1977. doi: 10.1038/266501a0.
- Robert A. Crain, Joop Schaye, Richard G. Bower, et al. The EAGLE simulations of galaxy formation: calibration of subgrid physics and model variations. *MNRAS*, 450: 1937–1961, June 2015. doi: 10.1093/mnras/stv725. URL <http://arxiv.org/abs/1501.01311v2>; <http://arxiv.org/pdf/1501.01311v2>.
- Alison Crocker, Melanie Krips, Martin Bureau, Lisa M. Young, Timothy A. Davis, Estelle Bayet, Katherine Alatalo, Leo Blitz, Maxime Bois, Frédéric Bournaud, Michele Cappellari, Roger L. Davies, P. T. de Zeeuw, Pierre-Alain Duc, Eric Emsellem, Sadegh Khochfar, Davor Krajnovic, Harald Kuntschner, Pierre-Yves Lablanche, Richard M. McDermid, Raffaella Morganti, Thorsten Naab, Tom Oosterloo, Marc Sarzi, Nicholas Scott, Paolo Serra, and Anne-Marie Weijmans. The Atlas3D Project – XI. Dense molecular gas properties of CO-luminous early-type galaxies. *MNRAS*, 421(2):1298, April 2012. URL <http://arxiv.org/abs/1112.3641v1>; <http://arxiv.org/pdf/1112.3641v1>.
- Eduardo S. Cypriano, Jr. Sodr e, Laerte, Jean-Paul Kneib, and Luis E. Campusano. Weak-Lensing Mass Distributions for 24 X-Ray Abell Clusters. *ApJ*, 613(1):95–108, Sep 2004. doi: 10.1086/422896.
- R. L. Davies, G. Efstathiou, S. M. Fall, G. Illingworth, and P. L. Schechter. The kinematic properties of faint elliptical galaxies. *ApJ*, 266, March 1983. URL <http://adsabs.harvard.edu/abs/1983ApJ...266...41D>.
- Gabriella De Lucia, Guinevere Kauffmann, and Simon D. M. White. Chemical enrichment of the intracluster and intergalactic medium in a hierarchical galaxy formation model. *MNRAS*, 349(3):1101–1116, Apr 2004. doi: 10.1111/j.1365-2966.2004.07584.x.

- Emilio Donoso, Ana O’Mill, and Diego G. Lambas. Alignment between luminous red galaxies and surrounding structures at  $z \sim 0.5$ . *MNRAS*, 369(1):479–484, Jun 2006. doi: 10.1111/j.1365-2966.2006.10328.x.
- A. Dressler. Galaxy morphology in rich clusters - Implications for the formation and evolution of galaxies. *ApJ*, 236:351–365, March 1980. doi: 10.1086/157753.
- Todd M. Fuller, Michael J. West, and Terry J. Bridges. Alignments of the Dominant Galaxies in Poor Clusters. *ApJ*, 519(1):22–26, Jul 1999. doi: 10.1086/307343.
- C. Gheller, F. Vazza, M. Brüggen, M. Alpaslan, B. W. Holwerda, A. M. Hopkins, and J. Liske. Evolution of cosmic filaments and of their galaxy population from MHD cosmological simulations. *MNRAS*, 462(1):448–463, Oct 2016. doi: 10.1093/mnras/stw1595.
- James E. Gunn and III Gott, J. Richard. On the Infall of Matter Into Clusters of Galaxies and Some Effects on Their Evolution. *ApJ*, 176:1, Aug 1972. doi: 10.1086/151605.
- Qi Guo, Simon White, Michael Boylan-Kolchin, Gabriella De Lucia, Guinevere Kauffmann, Gerard Lemson, Cheng Li, Volker Springel, and Simone Weinmann. From dwarf spheroidals to cD galaxies: simulating the galaxy population in a  $\Lambda$ CDM cosmology. *MNRAS*, 413(1):101–131, May 2011. doi: 10.1111/j.1365-2966.2010.18114.x.
- W Hastings. Monte Carlo Sampling Methods using Markov Chains and their Applications. *Biometrika*, 57(1):97–109, Apr 1970. doi: 10.1093/biomet/57.1.97.
- Mikhel Jõeveer, Jaan Einasto, and Erik Tago. Spatial distribution of galaxies and of clusters of galaxies in the southern galactic hemisphere. *MNRAS*, 185:357–370, Nov 1978. doi: 10.1093/mnras/185.2.357.
- Y. L. Jaffé, B. M. Poggianti, A. Moretti, M. Gullieuszik, R. Smith, B. Vulcani, G. Fasano, J. Fritz, S. Tonnesen, D. Bettoni, G. Hau, A. Biviano, C. Bellhouse, and S. McGee.

- GASP. IX. Jellyfish galaxies in phase-space: an orbital study of intense ram-pressure stripping in clusters. *MNRAS*, 476:4753–4764, June 2018. doi: 10.1093/mnras/sty500.
- G. Kauffmann, T. M. Heckman, C. Tremonti, J. Brinchmann, S. Charlot, S. D. M. White, S. E. Ridgway, J. Brinkmann, M. Fukugita, P. B. Hall, Ž. Ivezić, G. T. Richards, and D. P. Schneider. The host galaxies of active galactic nuclei. *MNRAS*, 346:1055–1077, December 2003. doi: 10.1111/j.1365-2966.2003.07154.x.
- Frederick Kuehn and Barbara S. Ryden. Dependence of Galaxy Shape on Environment in the Sloan Digital Sky Survey. *ApJ*, 634:1032–1042, August 2005. doi: 10.1086/497067. URL <http://arxiv.org/abs/astro-ph/0508337v1>; <http://arxiv.org/pdf/astro-ph/0508337v1>.
- D. G. Lambas, S. J. Maddox, and J. Loveday. On the true shapes of galaxies. *MNRAS*, 258:404–414, September 1992.
- Diego G. Lambas, Edward J. Groth, and P. J. E. Peebles. Alignments of Brightest Cluster Galaxies with Large-Scale Structures. *AJ*, 95:996, Apr 1988. doi: 10.1086/114695.
- C. Lintott, K. Schawinski, S. Bamford, A. Slosar, K. Land, D. Thomas, E. Edmondson, K. Masters, R. C. Nichol, M. J. Raddick, A. Szalay, D. Andreescu, P. Murray, and J. Vandenberg. Galaxy Zoo 1: data release of morphological classifications for nearly 900 000 galaxies. *MNRAS*, 410:166–178, January 2011. doi: 10.1111/j.1365-2966.2010.17432.x.
- Chris J. Lintott, Kevin Schawinski, Anze Slosar, Kate Land, Steven Bamford, Daniel Thomas, M. Jordan Raddick, Robert C. Nichol, Alex Szalay, Dan Andreescu, Phil Murray, and Jan van den Berg. Galaxy Zoo : Morphologies derived from visual inspection of galaxies from the Sloan Digital Sky Survey. *MNRAS*, 389:1179–1189, April 2008. doi: 10.1111/j.1365-2966.2008.13689.x. URL <http://arxiv.org/abs/0804.4483v1>; <http://arxiv.org/pdf/0804.4483v1>.

- Ariyeh H. Maller, Andreas A. Berlind, Michael R. Blanton, and David W. Hogg. The Intrinsic Properties of SDSS Galaxies. *ApJ*, 691(1):394–406, Jan 2009. doi: 10.1088/0004-637X/691/1/394.
- B. H. May. *A Survey of Radial Velocities in the Zodiacal Dust Cloud*. 2007. doi: 10.1007/978-0-387-77706-1.
- Sean L. McGee and Michael L. Balogh. Dust accretion and destruction in galaxy groups and clusters. *MNRAS*, 405:2069–2077, Jul 2010. doi: 10.1111/j.1365-2966.2010.16616.x.
- Nicholas Metropolis, Arianna W. Rosenbluth, Marshall N. Rosenbluth, Augusta H. Teller, and Edward Teller. Equation of State Calculations by Fast Computing Machines. *J. Chem. Phys.*, 21(6):1087–1092, Jun 1953. doi: 10.1063/1.1699114.
- Ben Moore, Neal Katz, George Lake, Alan Dressler, and Augustus Oemler. Galaxy harassment and the evolution of clusters of galaxies. *Nature*, 379(6566):613–616, Feb 1996. doi: 10.1038/379613a0.
- Martin Niederste-Ostholt, Michael A. Strauss, Feng Dong, Benjamin P. Koester, and Timothy A. McKay. Alignment of brightest cluster galaxies with their host clusters. *MNRAS*, 405(3):2023–2036, Jul 2010. doi: 10.1111/j.1365-2966.2010.16597.x.
- P. E. J. Nulsen. Transport processes and the stripping of cluster galaxies. *MNRAS*, 198:1007–1016, Mar 1982. doi: 10.1093/mnras/198.4.1007.
- J. B. Oke and Allan Sandage. Energy Distributions, K Corrections, and the Stebbins-Whitford Effect for Giant Elliptical Galaxies. *ApJ*, 154:21, Oct 1968. doi: 10.1086/149737.
- Nelson Padilla, Diego Garcia Lambas, and Roberto Gonzalez. Local and global environmental effects on galaxies and active galactic nuclei. *MNRAS*, 409:936, November 2010.

- doi: 10.1111/j.1365-2966.2010.17396.x. URL <http://arxiv.org/abs/0911.5345v4>;  
<http://arxiv.org/pdf/0911.5345v4>.
- Nelson D. Padilla and Michael A. Strauss. The shapes of galaxies in the Sloan Digital Sky Survey. *MNRAS*, 388:1321–1334, May 2008. doi: 10.1111/j.1365-2966.2008.13480.x. URL <http://arxiv.org/abs/0802.0877v2>;<http://arxiv.org/pdf/0802.0877v2>.
- Isabelle Pâris, Patrick Petitjean, Nicholas P. Ross, et al. The Sloan Digital Sky Survey Quasar Catalog: Twelfth data release. *A&A*, 597:A79, Jan 2017. doi: 10.1051/0004-6361/201527999.
- P. J. E. Peebles. *The large-scale structure of the universe*. 1980.
- M. Plionis, S. Basilakos, and H. M. Tovmassian. The shape of poor groups of galaxies. *MNRAS*, 352(4):1323–1328, Aug 2004. doi: 10.1111/j.1365-2966.2004.08023.x.
- B. M. Poggianti, G. Fasano, A. Omizzolo, M. Gullieuszik, D. Bettoni, A. Moretti, A. Paccagnella, Y. L. Jaffe, B. Vulcani, J. Fritz, W. Couch, and M. D’Onofrio. VizieR Online Data Catalog: Jellyfish galaxy candidates in galaxy clusters (Poggianti+, 2016). *VizieR Online Data Catalog*, 515, October 2016.
- P. J. Quinn, L. Hernquist, and D. P. Fullagar. Heating of galactic disks by mergers. *ApJ*, 403:74–93, January 1993. doi: 10.1086/172184.
- S. Rodríguez and N. D. Padilla. The intrinsic shape of galaxies in SDSS/Galaxy Zoo. *MNRAS*, 434:2153–2166, September 2013. doi: 10.1093/mnras/stt1168.
- S. Rodríguez and N. D. Padilla. Erratum: The intrinsic shape of galaxies in SDSS/Galaxy Zoo. *MNRAS*, 442:3096–3096, August 2014. doi: 10.1093/mnras/stu1105.
- A. Sandage, K. C. Freeman, and N. R. Stokes. The Intrinsic Flattening of e, so, and Spiral Galaxies as Related to Galaxy Formation and Evolution. *ApJ*, 160:831, June 1970. doi: 10.1086/150475.

- Joop Schaye, Robert A. Crain, Richard G. Bower, et al. The EAGLE project: Simulating the evolution and assembly of galaxies and their environments. *MNRAS*, 446:521–554, January 2015. doi: 10.1093/mnras/stu2058. URL <http://arxiv.org/abs/1407.7040v2>; <http://arxiv.org/pdf/1407.7040v2>.
- David J. Schlegel, Douglas P. Finkbeiner, and Marc Davis. Maps of Dust Infrared Emission for Use in Estimation of Reddening and Cosmic Microwave Background Radiation Foregrounds. *ApJ*, 500:525–553, Jun 1998. doi: 10.1086/305772.
- Zhengyi Shao, Quanbao Xiao, Shiyin Shen, H. J. Mo, Xiaoyang Xia, and Zugan Deng. Inclination-dependent Luminosity Function of Spiral Galaxies in the Sloan Digital Sky Survey: Implications for Dust Extinction. *ApJ*, 659(2):1159–1171, Apr 2007. doi: 10.1086/511131.
- S. Shen, Z. Shao, and M. Gu. The Orientation of the Nuclear Obscurer of the Active Galactic Nuclei. *ApJL*, 725:L210–L213, December 2010. doi: 10.1088/2041-8205/725/2/L210.
- Volker Springel, Rüdiger Pakmor, Annalisa Pillepich, Rainer Weinberger, Dylan Nelson, Lars Hernquist, Mark Vogelsberger, Shy Genel, Paul Torrey, Federico Marinacci, and Jill Naiman. First results from the IllustrisTNG simulations: matter and galaxy clustering. *MNRAS*, 475(1):676–698, Mar 2018. doi: 10.1093/mnras/stx3304.
- Dominik Steinhauser, Sabine Schindler, and Volker Springel. Simulations of ram-pressure stripping in galaxy-cluster interactions. *A&A*, 591:A51, Jun 2016. doi: 10.1051/0004-6361/201527705.
- M. F. Struble and P. J. E. Peebles. A new application of Binggeli’s test for large-scale alignment of clusters of galaxies. *AJ*, 90:582–589, Apr 1985. doi: 10.1086/113763.
- Tomás E. Tecce, Sofía A. Cora, Patricia B. Tissera, Mario G. Abadi, and Claudia Del P. Lagos. Ram pressure stripping in a galaxy formation model - I. A novel numerical



- approach. *MNRAS*, 408(4):2008–2021, Nov 2010. doi: 10.1111/j.1365-2966.2010.17262.x.
- E. Tempel, R. S. Stoica, V. J. Martínez, L. J. Liivamägi, G. Castellan, and E. Saar. Detecting filamentary pattern in the cosmic web: a catalogue of filaments for the SDSS. *MNRAS*, 438(4):3465–3482, Mar 2014. doi: 10.1093/mnras/stt2454.
- Dario Trevese, Giuseppe Cirimele, and Piotr Flin. The Orientation of Galaxies in Clusters. *AJ*, 104:935, Sep 1992. doi: 10.1086/116286.
- P. Troncoso Iribarren, N. Padilla, S. Contreras, S. Rodriguez, D. García-Lambas, and C. Lagos. Asymmetric Star Formation Efficiency Due to Ram Pressure Stripping. *Galaxies*, 4:77, December 2016. doi: 10.3390/galaxies4040077.
- R. Brent Tully, Hélène M. Courtois, and Jenny G. Sorce. Cosmicflows-3. *AJ*, 152(2):50, Aug 2016. doi: 10.3847/0004-6256/152/2/50.
- Cayman T. Unterborn and Barbara S. Ryden. Inclination-Dependent Extinction Effects in Disk Galaxies in the Sloan Digital Sky Survey. *ApJ*, 687(2):976–985, Nov 2008. doi: 10.1086/591898.
- Xiaohu Yang, H. J. Mo, Frank C. van den Bosch, Anna Pasquali, Cheng Li, and Marco Barden. Galaxy Groups in the SDSS DR4: I. The Catalogue and Basic Properties. *ApJ*, 671:153–170, September 2007. doi: 10.1086/522027. URL <http://arxiv.org/abs/0707.4640v2>; <http://arxiv.org/pdf/0707.4640v2>.
- Xiaohu Yang, H. J. Mo, Frank C. van den Bosch, Youcai Zhang, and Jiaxin Han. Evolution of the Galaxy - Dark Matter Connection and the Assembly of Galaxies in Dark Matter Halos. *ApJ*, 752:41, March 2012. doi: 10.1088/0004-637X/752/1/41. URL <http://arxiv.org/abs/1110.1420v3>; <http://arxiv.org/pdf/1110.1420v3>.

Donald G. York, J. Adelman, John E. Anderson, et al. The Sloan Digital Sky Survey: Technical Summary. *AJ*, 120:1579–1587, June 2000. doi: 10.1086/301513. URL <http://arxiv.org/abs/astro-ph/0006396v1>.

T. Zapata, J. Perez, N. Padilla, and P. Tissera. The influence of halo assembly on galaxies and galaxy groups. *MNRAS*, 394:2229–2237, April 2009. doi: 10.1111/j.1365-2966.2009.14491.x.