

UNIVERSIDAD NACIONAL DE CÓRDOBA

FACULTAD DE MATEMÁTICA, ASTRONOMÍA, FÍSICA Y COMPUTACIÓN

TRABAJO ESPECIAL DE LICENCIATURA EN ASTRONOMÍA

---

ESTRUCTURA Y AMBIENTE EN GRAN  
ESCALA DE SISTEMAS  
MENORES DE GALAXIAS

---

M. CANDELA CERDOSINO

DIRECTORES: DRA. ANA LAURA O'MILL

DR. LAERTE SODRÉ JR.

MARZO DE 2023



Esta obra está bajo una Licencia Creative Commons Atribución-NoComercial-CompartirIgual  
4.0 Internacional.

*A todos los que estuvieron conmigo  
en el preciso momento.*

*A mi madre,  
como siempre,  
por enseñarme a soñar con alcanzar el cielo.*

## Resumen

Dentro de los grupos de galaxias se encuentran sistemas con una menor cantidad de miembros: los sistemas menores, en particular, los pares de galaxias. En este Trabajo Especial de Licenciatura se pretende aportar al conocimiento de dichos sistemas mediante un análisis fotométrico de los mismos. Para ello, se obtuvo una muestra de pares de galaxias aislados a partir de la implementación de un algoritmo de identificación por primera vez para el catálogo fotométrico de 12 filtros Southern Photometric Local Universe Survey (S-PLUS). Dicho algoritmo se probó utilizando un catálogo simulado que reproduce las propiedades físicas del S-PLUS, a partir del análisis de la completitud y pureza individual de los pares. Posteriormente, se realizó un análisis fotométrico del color de los pares. Para ello, se definió una separación entre galaxias rojas y azules y se analizaron las fracciones de galaxias rojas y de los tipos de pares en función de diferentes propiedades. Finalmente, se estudió el entorno de los sistemas mediante el análisis de la densidad local proyectada de los mismos.

## Abstract

Within galaxy groups, there are systems with a smaller number of members: the minor systems, in particular, galaxy pairs. This work aims to contribute to the knowledge of these systems through a photometric analysis of them. For this purpose, a sample of isolated galaxy pairs was obtained from the implementation of an identification algorithm for the first time for the 12-filter photometric catalog of the Southern Photometric Local Universe Survey (S-PLUS). This algorithm was tested using a mock catalog that reproduces the physical properties of S-PLUS, based on the analysis of the completeness and individual purity of the pairs. Subsequently, a photometric analysis of the color of the pairs was performed. For this purpose, a separation between red and blue galaxies was defined, and the fractions of red galaxies and pair types were analyzed as a function of different properties. Finally, the environment of the systems was studied by analyzing the projected local density of the pairs.

**Palabras clave:** Sistemas menores - Pares de galaxias | Identificación de sistemas de galaxias | Color de las galaxias | Entorno de las galaxias | Catálogos fotométricos de galaxias

# Índice general

<b>1</b>	<b>Introducción</b>	<b>1</b>
1.1	Corrimientos al rojo . . . . .	2
1.1.1	Redshifts espectroscópicos . . . . .	3
1.1.2	Redshifts fotométricos . . . . .	4
1.2	Color de las galaxias . . . . .	5
1.3	Entorno de las galaxias . . . . .	8
<b>2</b>	<b>Sistemas menores de galaxias</b>	<b>10</b>
2.1	Pares de galaxias . . . . .	10
2.1.1	Importancia . . . . .	12
2.1.2	Identificación de pares de galaxias . . . . .	12
2.1.3	Estudios previos . . . . .	13
2.1.4	Estudios fotométricos en pares de galaxias . . . . .	16
<b>3</b>	<b>Catálogo de galaxias</b>	<b>19</b>
3.1	S-PLUS . . . . .	20
3.1.1	Sistema de filtros . . . . .	21
3.1.2	Data Release 2 . . . . .	22
3.1.3	Redshifts fotométricos . . . . .	23
3.2	Muestra de galaxias . . . . .	24
3.2.1	Limpieza del catálogo . . . . .	24
3.2.2	Análisis preliminares . . . . .	26
<b>4</b>	<b>Identificación de pares de galaxias con el S-PLUS</b>	<b>28</b>
4.1	Algoritmo de identificación . . . . .	28
4.2	Implementación del algoritmo . . . . .	29
4.3	Catálogo simulado de galaxias . . . . .	30
4.4	Evaluación del algoritmo: pureza y completitud . . . . .	31
4.5	Elección de los parámetros del identificador . . . . .	33

---

<b>5</b>	<b>Análisis y Resultados</b>	<b>35</b>
5.1	Caracterización de la muestra de pares . . . . .	35
5.2	Análisis de color . . . . .	38
5.2.1	Definición de galaxias rojas y azules . . . . .	40
5.2.2	Fracción de galaxias rojas . . . . .	42
5.2.3	Propiedades globales de los pares . . . . .	45
5.3	Análisis de entorno . . . . .	48
<b>6</b>	<b>Conclusiones</b>	<b>51</b>
<b>A</b>	<b>Anexo</b>	<b>60</b>
A.1	Características de los filtros S-PLUS . . . . .	60
A.2	Ajuste distribución de color . . . . .	61
A.3	Fracción de Rojas . . . . .	62

# Índice de figuras

1.1	Ley de Hubble . . . . .	3
1.2	Distribución de color de las galaxias . . . . .	6
1.3	Diagrama color-magnitud de las galaxias . . . . .	7
2.1	Ejemplos de pares de galaxias aislados . . . . .	11
3.1	Área de cobertura del S-PLUS . . . . .	21
3.2	Sistema de filtros del S-PLUS . . . . .	22
3.3	Área de cobertura del S-PLUS DR2 . . . . .	23
3.4	Distribuciones de magnitud aparente y redshift de las galaxias S-PLUS. . .	26
4.1	Magnitud absoluta en función del redshift de las galaxias S-PLUS con los candidatos a galaxias centrales . . . . .	29
4.2	Completitud y pureza . . . . .	33
5.1	Ejemplos de pares de galaxias aislados del S-PLUS. . . . .	35
5.2	Distribuciones de $z_{phot}$ , $r_p$ , $\Delta V$ y $Lr_v/Lr_c$ de las galaxias en pares . . . . .	36
5.3	Distribuciones de $M_r$ y $M_g - M_r$ de las galaxias en pares . . . . .	37
5.4	Distribución de $M_g - M_r$ de las galaxias en pares, por intervalos de $M_{r,c}$ , indicando los valores medios . . . . .	38
5.5	Distribución de $M_g - M_r$ de las galaxias en pares, por intervalos de $M_{r,c}$ , indicando una doble Gaussiana . . . . .	39
5.6	Diagrama color-magnitud de las galaxias en pares . . . . .	41
5.7	Secuencia roja y separación entre rojas y azules para las galaxias en pares .	42
5.8	Fracción de galaxias rojas de los pares en función de $r_p$ . . . . .	43
5.9	Fracción de galaxias rojas de los pares en función de $Lr_v/Lr_c$ . . . . .	44
5.10	Fracción de galaxias rojas de los pares en función de $\Delta V$ . . . . .	45
5.11	Fracción de galaxias rojas de los pares en función de $M_r$ . . . . .	46
5.12	Fracción de los tipos de pares en función de $r_p$ , $Lr_v/Lr_c$ , $\Delta V$ y $M_{r,c}$ . . . .	47
5.13	Distribución de densidad local proyectada de los pares . . . . .	49
5.14	Fracción de centrales rojas en función de la densidad local proyectada . . .	50
5.15	Fracción de los tipos de pares en función de la densidad local proyectada .	50

---

A.1	Características de los filtros del S-PLUS . . . . .	60
A.2	Ajuste de la distribución de color en el intervalo tomado para el ajuste de la secuencia roja de las galaxias en pares . . . . .	61
A.3	Fracción de galaxias rojas de los pares en función de $r_p$ , por intervalos de $M_{r,c}$ . . . . .	62
A.4	Fracción de galaxias rojas de los pares en función de $Lr_v/Lr_c$ , por intervalos de $M_{r,c}$ . . . . .	63
A.5	Fracción de galaxias rojas de los pares en función de $\Delta V$ , por intervalos de $M_{r,c}$ . . . . .	64
A.6	Fracción de centrales rojas de los pares en función de la densidad local proyectada, por intervalos de $M_{r,c}$ . . . . .	65

# Índice de tablas

2.1	Estudios de pares de galaxias espectroscópicos . . . . .	15
2.2	Estudios de pares de galaxias fotométricos . . . . .	17
5.1	Parámetros de la recta del ajuste de la secuencia roja y de la separación entre rojas y azules para las galaxias en pares. . . . .	41
5.2	Clasificación de color para los pares . . . . .	46



# Capítulo 1

## Introducción

Una **galaxia** es un sistema dinámicamente enlazado, que consta de miles de millones de estrellas, nubes de gas, polvo interestelar y partículas, que están unidas gravitacionalmente en una estructura bien definida. Estas estructuras son complejas y diversas, no solo interesantes por sí mismas, sino que también juegan un papel fundamental en el estudio de la estructura y evolución del Universo. Debido a sus características, se pueden observar en grandes cantidades y a grandes distancias cosmológicas y escalas de tiempo, por lo que estudiar su distribución permite conocer sobre el origen del Universo y su evolución desde épocas más tempranas.

Gracias al mapeo de un gran número de galaxias en tres dimensiones, se sabe que no están distribuidas de manera uniforme en el Universo (por ejemplo, [Abell 1958](#); [Postman & Geller 1984](#); [Einasto & Einasto 1987](#)), sino que con frecuencia se encuentran más cerca unas de otras, formando agrupaciones de galaxias, en una estructura jerárquica de filamentos y paredes. La gravedad es la fuerza que atrae a las galaxias entre sí, creando regiones ricas de galaxias (donde la densidad numérica es de unas decenas a cientos de veces mayor que el promedio), y vaciando otras grandes regiones, conocidas por su nombre en inglés como *voids* (que contienen entre el 10 % y el 20 % de la densidad media de materia del Universo).

Las galaxias se pueden agrupar en dos tipos de sistemas: los **cúmulos**, que son las agrupaciones más densas, masivas y pobladas y, por otro lado, las agrupaciones menos densas y menos pobladas denominadas **grupos**. Aunque no hay una distinción bien definida entre ellos, históricamente se debió al número de galaxias miembros (en general 50), pero existen muchos criterios, ya que depende del autor, los datos y el método de identificación de los sistemas. Los grupos y cúmulos son los objetos más masivos virializados del Universo y, debido a sus propiedades, son laboratorios importantes para estudiar la evolución de las galaxias.

Más de la mitad de las galaxias ( $\sim 54\%$ ) del Universo local aparecen concentradas en grupos y cúmulos virializados ([Courtois et al. 2013](#)). Otro 20 % de las galaxias se encuentra en regiones de colapso alrededor de grupos y cúmulos ([Tully 1987](#); [Crook et al. 2007](#);

Makarov & Karachentsev 2011), mientras que la población restante (26 %) se denomina galaxias “de campo”.

La estructura de este trabajo es la siguiente: en el Capítulo 1 se comienza realizando una introducción sobre conceptos generales que se utilizarán en esta tesina. En el Capítulo 2 se describen los sistemas menores de galaxias, entre ellos los pares, destacando su importancia, su método de identificación y trabajos previos. En el Capítulo 3 se habla sobre el catálogo fotométrico que se utilizará en este trabajo y se realiza una descripción de la muestra de galaxias utilizada. El Capítulo 4 está dedicado a la descripción de las herramientas utilizadas para la identificación de los sistemas de galaxias: un código numérico, el cual fue previamente testado a partir de un catálogo simulado. En el Capítulo 5 se presenta la muestra resultante de pares de galaxias y un posterior análisis fotométrico de los mismos. Finalmente, las conclusiones se presentan en el Capítulo 6.

## 1.1 Corrimientos al rojo

En astronomía es fundamental conocer a qué distancias se encuentran las galaxias, tanto para poder ubicarlas en un espacio tridimensional, como para deducir las propiedades reales de las mismas (magnitud absoluta, tamaño), a partir de propiedades observadas (colores, tamaños angulares). Además, como la velocidad de la luz es finita, observar galaxias más lejanas equivale a observarlas cuando el Universo era más joven. Por tanto, se puede inferir cómo se forman y evolucionan las galaxias comparando sus propiedades a distintos tiempos.

Debido a las dificultades introducidas por sesgos observacionales o instrumentales, se convierte en un reto medir de forma segura a qué distancias se encuentran las galaxias. A lo largo de la historia, se han desarrollado diferentes maneras de medir distancias, en particular, una de ellas muy utilizadas en astronomía extragaláctica son los **corrimientos al rojo**.

Para explicar los corrimientos al rojo es muy importante el descubrimiento que realizó Hubble (1929). En su trabajo, Hubble observó que casi todas las galaxias parecían alejarse y que sus velocidades de recesión  $v_r$  (es decir, las velocidades con las cuales se alejan) aumentaban directamente proporcional a sus distancias  $d$ , como se puede ver en la Figura 1.1. Esta relación es conocida como ley de Hubble y se expresa como  $v_r = H_0 \cdot d$ , donde  $H_0$  es la constante de Hubble. Por lo tanto, mientras más lejana es la galaxia, más rápido se aleja, entonces el Universo está en expansión.

Dado esto, a medida que las galaxias se alejan por la expansión del Universo (y por sus velocidades peculiares radiales propias), la luz que proviene de ellas muestra un corrimiento al rojo: la longitud de onda para cada fotón se alarga, desplazándose hacia el extremo rojo del espectro. Este corrimiento al rojo que se observa cuando una fuente de

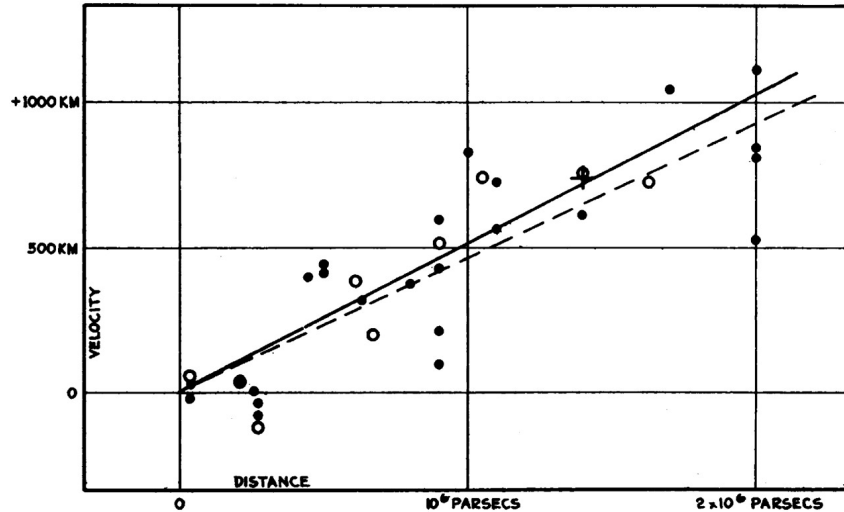


Figura 1.1: Relación entre la velocidad con que se alejan y la distancia de “nebulosas extragalácticas”. Figura extraída de [Hubble \(1929\)](#).

luz se aleja del observador es conocido como efecto Doppler, debido al movimiento relativo entre la fuente y el observador.

Se define al corrimiento al rojo (*redshift*, de ahora en adelante) de una galaxia como:

$$z = \frac{\lambda_o - \lambda_e}{\lambda_e} \quad (1.1)$$

con  $\lambda_o$  la longitud de onda observada y  $\lambda_e$  la emitida. Para un Universo en expansión se tiene que  $\lambda_o > \lambda_e$  ( $z > 0$ ), es decir, se desplaza a longitudes mayores y más enrojecidas, de aquí el término. A medida que las galaxias están cada vez más lejos, el corrimiento de las líneas es mayor, por lo que la diferencia es mayor y el redshift va aumentando.

Una cosa a tener en cuenta es que el redshift total que tiene una galaxia tiene dos términos, uno debido a la expansión del Universo y otro a la velocidad peculiar radial de la propia galaxia.

Para determinar los redshifts de las galaxias, se pueden utilizar diferentes técnicas, que dan origen a los redshifts espectroscópicos y, por otro lado, a los fotométricos.

### 1.1.1 Redshifts espectroscópicos

Los **redshifts espectroscópicos** quedan caracterizados por la diferencia relativa entre las longitudes de onda observadas y emitidas de los fotones de la galaxia, como se ve en la Ecuación 1.1. Para ello, utilizan un espectro integrado de la galaxia, en donde se buscan identificar características espectrales fuertes, como líneas de absorción o de emisión, y se miden los desplazamientos de las mismas. Debido a esto, es necesario contar con un espectro de alta resolución (para poder medir los desplazamientos de las líneas), por lo que requiere mucho tiempo de exposición y que la galaxia sea brillante.

La ventaja de esta técnica es que los redshifts que se obtienen son muy precisos y

sus errores son pequeños, del orden de  $10^{-4}$ . La desventaja es que se vuelve complicado su obtención para estudios que buscan observar grandes cantidades de galaxias, por la cantidad de tiempo de exposición que se necesita. Además, como solo es posible con galaxias brillantes, por lo general, alcanzan redshifts bajos.

### 1.1.2 Redshifts fotométricos

Los **redshifts fotométricos** son una estimación aproximada de los redshifts de las galaxias sin tener que medir los espectros. Utilizando fotometría multibanda, cada filtro puede mapear una pequeña región del espectro y de esta manera se obtiene información de baja resolución del espectro en el rango de los filtros. Así, se identifican rasgos espectrales específicos y, a partir de ellos, se obtienen los redshifts fotométricos. A medida que más filtros haya y más angostos sean, mejor se caracteriza el espectro y se obtendrá una mejor estimación del redshift.

La ventaja de esta técnica es que al utilizar fotometría muchos objetos pueden ser medidos simultáneamente, además de que se alcanzan magnitudes más débiles que con espectroscopía. Sin embargo, la desventaja es que las incertezas en los redshifts son mayores ( $>0.01$ ).

Actualmente, la mayoría de los grandes relevamientos cuentan con redshifts fotométricos y son de gran utilidad en el estudio de sistemas de galaxias y estructuras en gran escala del Universo, ya que si bien los errores que presentan son mas grandes, a un nivel estadístico son aceptables.

Con el correr de los años, se han desarrollado distintas técnicas para estimar los redshifts fotométricos. Unas de las técnicas más utilizadas, son aquellas que utilizan métodos de ajuste de librerías de espectros o *templates* (TF, por sus siglas en inglés *template fitting*). Estos métodos utilizan la distribución espectral de energía de un objeto (SED, por sus siglas en inglés *spectral energy distribution*) y la ajustan a una biblioteca de templates, la cual puede ser sintética o empírica, y contiene espectros de diferentes tipos de galaxias y a diferentes redshifts. Algunos ejemplos de los métodos más utilizados en la literatura que aplican este enfoque son: BPZ (Benítez 2000), Le Phare (Arnouts et al. 1999; Ilbert et al. 2006) y EAZY (Brammer et al. 2008).

Otro enfoque es mediante la aplicación de métodos de aprendizaje automático (ML, por sus siglas en inglés *machine learning*), que se basan en que las propiedades fotométricas de las galaxias dependen de su redshift. Utilizan directamente los datos, dividiéndolos en muestras de entrenamiento, validación y prueba, para entrenar un modelo que trace una relación entre estas cantidades. Después de entrenar el modelo, se lo puede aplicar a una muestra de galaxias nuevas para estimar sus redshifts. Algunos ejemplos de los métodos que utilizan este enfoque son: GPz (Almosallam et al. 2016), TPZ (Carrasco Kind &

Brunner 2013), ANNz (Firth et al. 2003), TensorFlow (Abadi et al. 2016), entre otros.

Tanto los enfoques de TF como los de ML tienen sus ventajas y desventajas. Los primeros siguen mejor el proceso físico subyacente, pero dependen mucho de los templates, por lo que necesitan estar bien calibrados y sin sesgos. Además, necesitan suposiciones explícitas sobre extinción y son más caros computacionalmente. Por otro lado, el segundo requiere una muestra de entrenamiento con una gran cantidad de objetos para que sea completa y representativa de la muestra de interés y solo es fiable en el rango de parámetros de entrada de la muestra de entrenamiento, aunque en general son más precisos.

Para explorar las ventajas de ambos enfoques, se han desarrollado algunos métodos híbridos que combinan características de ambos, por ejemplo, el aumento de datos mediante templates para códigos de aprendizaje automático (Hoyle et al. 2015). En los últimos años, se ha buscado utilizar estos métodos híbridos combinando de la mejor manera las fortalezas de cada enfoque.

## 1.2 Color de las galaxias

El **color** de una galaxia está definido por la resta de sus magnitudes en dos bandas fotométricas diferentes. Esta propiedad de las galaxias es muy importante, ya que es capaz de proporcionar mucha información sobre varios aspectos de las mismas.

Es sabido que las estrellas masivas emiten una fracción mayor de su luz total en longitudes de onda más cortas que las estrellas de baja masa. Dado que las estrellas más masivas son en general de vida más corta, el color de una galaxia contiene información importante sobre su historia de formación estelar, reflejando la población estelar dominante. Por ejemplo, el color  $B - V$  mide la actividad de formación estelar actual y pasada de una galaxia (Roberts & Haynes 1994). Las poblaciones estelares jóvenes tienen mayor emisión en el ultravioleta y colores ópticos muy azules, mientras que a medida que la población estelar envejece, sus colores ópticos se enrojecen.

El color de una estrella también depende de su metalicidad: estrellas con menor metalicidad son en general más rojas. Además, la extinción por el polvo es más eficaz en longitudes de onda más azules. Por lo tanto, los colores de una galaxia también proporcionan información sobre su composición química y su contenido de polvo.

Asimismo, los colores de las galaxias también correlacionan con la morfología. Holmberg (1958) y posteriormente Roberts & Haynes (1994) estudiaron la dependencia del color de las galaxias con la morfología. Ellos encuentran que las galaxias de tipo esferoidal son generalmente rojas, mientras que las galaxias tipo disco e irregulares, muestran colores azules.

Numerosos estudios se han realizado respecto al comportamiento de los colores de las galaxias, encontrando que las galaxias del Universo local muestran una distribución de

color bimodal (Strateva et al. 2001; Blanton et al. 2003; Baldry et al. 2004b). La Figura 1.2, extraída de Baldry et al. (2004b), muestra la distribución de color  $u - r$  de galaxias en diferentes intervalos de magnitud. La misma fue realizada para una muestra de  $\sim 70000$  galaxias con  $0.01 \leq z \leq 0.08$  del SDSS (por sus siglas en inglés *Sloan Digital Sky Survey*, York et al. 2000). Estas distribuciones pueden ser aproximadas por la suma de dos funciones Gaussianas, donde el valor medio y la varianza de estas dos distribuciones es una función de la luminosidad o masa estelar. En la figura se muestran con líneas continuas los ajustes de las dobles Gaussianas y con líneas discontinuas las Gaussianas simples de las distribuciones.

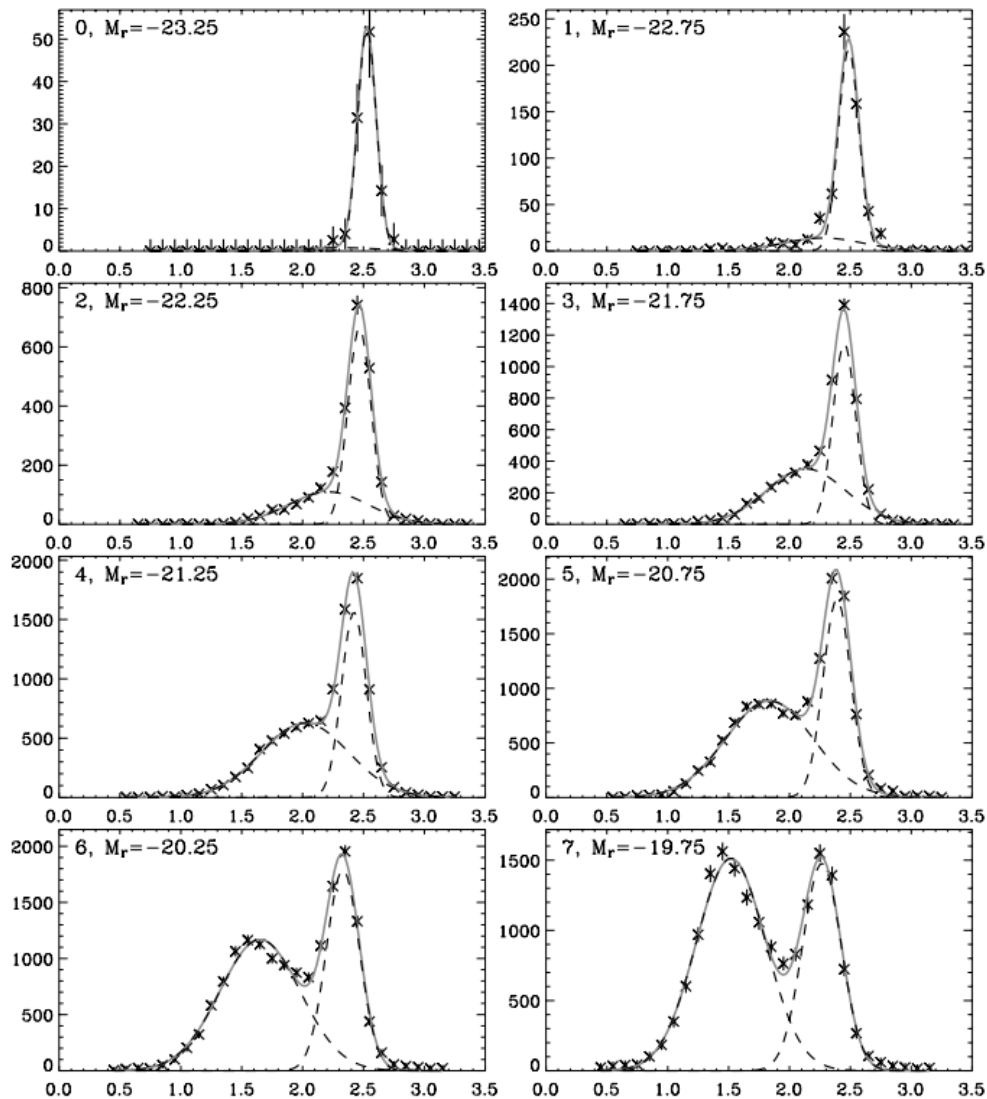


Figura 1.2: Distribuciones de color  $u - r$  para galaxias del SDSS en diferentes intervalos de magnitud absoluta. Las cruces con barras de error indican los recuentos de galaxias. Las líneas continuas los ajustes de Gaussianas dobles. Las líneas discontinuas representan las Gaussianas simples de las distribuciones azul y roja. Figura extraída de Baldry et al. (2004b).

En los paneles de la Figura 1.2 se observan que las distribuciones muestran picos relativamente estrechos en los extremos rojos y significativamente más amplios en los

extremos azules, variando para los diferentes intervalos. La tendencia general muestra que la relación entre la densidad numérica de la distribución roja y la azul aumenta con la luminosidad.

La bimodalidad de la población de galaxias también es evidente a partir de la relación que se observa en el diagrama color-magnitud de las mismas, como se muestra en la Figura 1.3, también extraída del trabajo de [Baldry et al. \(2004b\)](#). En esta figura se representa la distribución de densidad de galaxias, donde se muestra el color  $u - r$  en el marco de referencia en reposo en función de la magnitud absoluta en la banda  $r$ . Los contornos de densidad están corregidos por efectos de selección y están espaciados logarítmicamente.

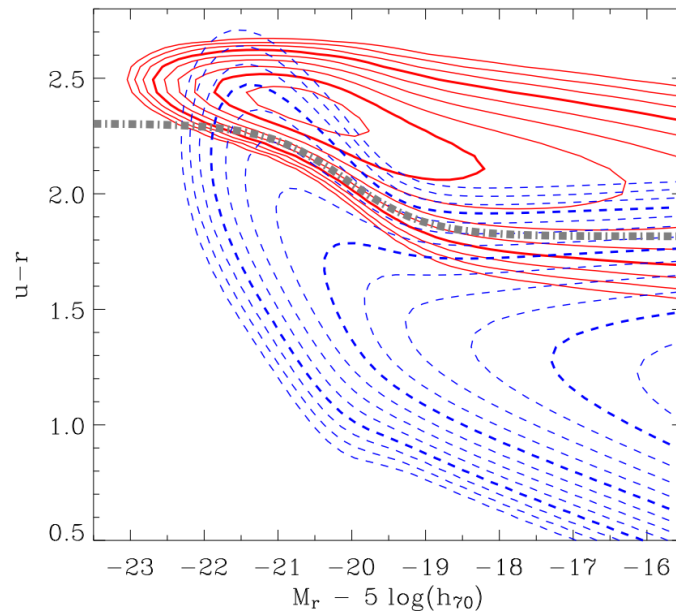


Figura 1.3: Diagrama color-magnitud de las galaxias del SDSS. Se muestra la distribución de densidad de las galaxias en un diagrama que muestra el color  $u - r$  en función de la magnitud absoluta en la banda  $r$ . Los contornos de densidad están corregidos por efectos de selección y espaciados logarítmicamente, donde los contornos sólidos representan la distribución roja, los discontinuos la distribución azul y la línea discontinua gruesa representa un divisor óptimo. Figura extraída de [Baldry et al. \(2004b\)](#).

Se observa claramente que hay dos picos de densidad en el diagrama, alrededor de los cuales las galaxias se distribuyen: uno a altas luminosidades y colores más rojos, y el otro hacia magnitudes absolutas más débiles y colores más azules. Esto muestra que la población de galaxias está dividida en una **secuencia roja** y en una secuencia azul o, también llamada, **nube azul**, donde en el extremo brillante domina la secuencia roja, mientras que en el extremo débil la mayoría de las galaxias son azules. La secuencia roja es una banda estrecha de galaxias en el diagrama color-magnitud asociada a galaxias más rojas y más luminosas, con baja formación estelar, y en general de tipo temprano (elípticas, lenticulares). La nube azul es una región más difusa, con galaxias más azules y menos luminosas, con elevada actividad de formación estelar y en general de tipo tardío

(espirales, irregulares). En la Figura 1.3, los contornos sólidos representan la distribución roja, los discontinuos la distribución azul y la línea discontinua gris representa un divisor óptimo entre ambas poblaciones.

Notar que al considerar la distribución del color de las galaxias a una magnitud absoluta fija (densidad numérica de galaxias a lo largo de cortes verticales), se obtiene la distribución de color bimodal mencionada anteriormente. Para cada valor de magnitud absoluta, la distribución de color de las galaxias puede ajustarse muy bien mediante la suma de dos Gaussianas, donde sus colores centrales se vuelven más rojos cuanto más luminosas son las galaxias.

Por otro lado, se sabe que la fracción de galaxias rojas aumenta con el tiempo (Faber et al. 2007) y, por lo tanto, las galaxias deben transitar de colores azules a más rojos. Estas galaxias de transición entre la secuencia roja y la nube azul se denominan galaxias verdes, y dan origen a una región de menor densidad en el diagrama color-magnitud llamada **valle verde**.

Es importante mencionar que si bien la figura muestra únicamente el caso del color  $u - r$ , este comportamiento también se observa con otros colores, como por ejemplo  $g - r$ . Además, cabe aclarar que la bimodalidad de color también se ha observado al menos hasta  $z = 2$  (Bell et al. 2004; Gerke et al. 2007; Cassata et al. 2008).

### 1.3 Entorno de las galaxias

Las galaxias sufren procesos de evolución propios de ellas mismas debido al paso del tiempo, pero también están expuestas a las influencias de sus entornos locales y de gran escala.

Hay diferentes maneras de definir el entorno de una galaxia, según la finalidad del estudio. Por ejemplo, una forma de determinar el tipo de entorno es estudiando la pertenencia a un determinado sistema, como galaxias de campo, grupos, cúmulos, etc. Por otro lado, otra manera muy utilizada de caracterizar el entorno es a través de la densidad numérica local de galaxias.

Numerosos estudios han mostrado que los procesos de formación y evolución de galaxias pueden depender en gran medida del entorno. Por lo tanto, existe una fuerte correlación de las propiedades de las galaxias con el mismo. Por ejemplo, los entornos más densos, como los cúmulos, albergan mayores fracciones de galaxias tipo temprano (Hubble & Humason 1931). Esta relación de morfología-densidad se cuantificó por primera vez con mayor precisión por Dressler (1980), quien estudió las morfologías de las galaxias en 55 cúmulos ricos. Dressler descubrió que la fracción de galaxias espirales disminuye del  $\sim 60\%$  en las regiones de menor densidad a menos del  $10\%$  en las regiones de mayor densidad, mientras que la fracción de elípticas y lenticulares revelan el comportamiento opuesto. Estudios posteriores mostraron que los entornos más densos albergan galaxias



que son en promedio más masivas, más rojas, más concentradas, menos ricas en gas y tienen tasas de formación estelar específicas más bajas ([Kauffmann et al. 2004](#); [Baldry et al. 2006](#)).

Otro ejemplo de la evidencia de la influencia de la densidad de los entornos es la evolución de la secuencia roja en los diagramas color-magnitud en función de los diferentes entornos. En los ambientes más densos esta secuencia se encuentra más marcada que en aquellos menos densos.

# Capítulo 2

## Sistemas menores de galaxias

Como se mencionó en el capítulo anterior, los grupos de galaxias son sistemas menos densos y con menor riqueza que los cúmulos. Por lo tanto, poseen menores masas, dispersiones de velocidad y extensiones, aunque la línea divisoria entre ellos es bastante arbitraria. Para seleccionar una muestra de grupos, por lo general, se aplican criterios de riqueza y compactidad a los catálogos de galaxias. Sin embargo, son más difíciles de identificar correctamente que los cúmulos, ya que la sobredensidad espacial de los grupos es menor y son más sensibles a los efectos de proyección y galaxias de fondo. Además, los cúmulos cuentan con otras propiedades y técnicas para identificarlos como, por ejemplo, la emisividad en rayos X debido al medio intracúmulo. Por lo tanto, es importante desarrollar y contar con métodos de identificación confiables para los grupos de galaxias.

En general, los grupos seleccionados a partir de catálogos de galaxias con información de sus redshifts, incluyen sistemas con al menos dos galaxias y un máximo que depende de cada caso en particular. Por ejemplo, para mencionar algunos trabajos que han estudiado grupos de galaxias, se encuentran [Geller & Huchra 1983](#); [Eke et al. 2004](#); [Yang et al. 2005a](#).

Particularmente, dentro de los grupos se encuentran los **sistemas menores de galaxias**, que son aquellos con un menor número de miembros. En ellos se pueden encontrar pares, tripletes, grupos compactos, entre otros.

En la literatura, la mayoría de los estudios se centran en los cúmulos o en grupos de galaxias masivos y, dentro de los grupos con menos miembros, en los grupos compactos, debido a la fuerte influencia que tienen en la evolución de sus miembros. Sin embargo, la mayoría de las galaxias del Universo se encuentran en estructuras más pequeñas o menos vistosas, como pares y tripletes de galaxias ([Karachentsev 1972](#); [Lambas et al. 2003](#)).

### 2.1 Pares de galaxias

Los **pares de galaxias** son los sistemas gravitacionales más simples de galaxias. Constan, en general, de una galaxia primaria masiva (o central) y una galaxia secundaria

menos masiva. A lo largo de los años, diferentes autores han estudiado estos sistemas, cada uno de ellos con diferentes criterios a la hora de definir un par de galaxias.

Por ejemplo, en la Figura 2.1, se pueden ver algunas imágenes de pares aislados extraídas del trabajo de [Argudo-Fernández et al. \(2015\)](#), donde se puede notar que existe un gran zoológico de estos sistemas. Los autores utilizan las imágenes del SDSS para visualizarlos, donde el eje de cada figura está centrado en la galaxia central y la galaxia secundaria está representada con la letra B. Se pueden ver pares que están en fusión, otros formando puentes, como también pares que no están en interacción, mostrando que estos sistemas pueden presentar distintas morfologías y propiedades.

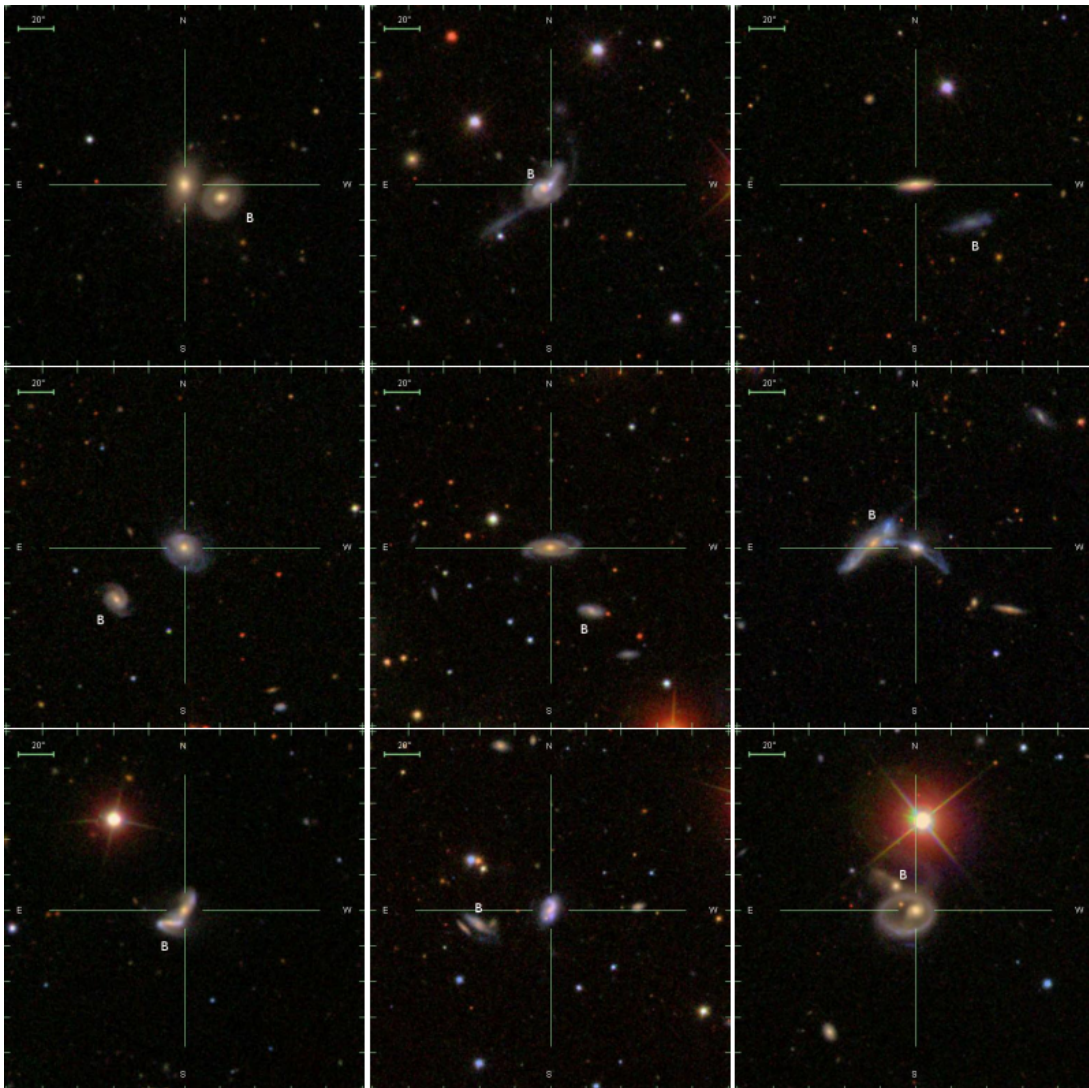


Figura 2.1: Ejemplos de pares de galaxias aislados. Cada imagen está centrada en la galaxia central y la galaxia secundaria está representada con la letra B. Figura extraída de [Argudo-Fernández et al. \(2015\)](#).

### 2.1.1 Importancia

A lo largo de los años, se han realizado varios estudios sobre grupos menores de galaxias, en particular, sobre pares de galaxias. Estos estudios revelaron que la tasa de formación estelar es mayor en galaxias en pares que en galaxias de campo o aisladas (Lambas et al. 2003; Ellison et al. 2008). Esto puede deberse a que las interacciones entre los miembros de un par son comunes y, a medida que los sistemas se ensamblan, las fusiones e interacciones pueden desencadenar brotes de formación estelar (Barnes & Hernquist 1996). Trabajos como los de Barton et al. (2000) y Lambas et al. (2003) llevaron a cabo un análisis estadístico de la actividad de formación estelar de pares de galaxias. Ellos encontraron que la proximidad en la velocidad radial y la distancia proyectada entre los miembros del par se correlaciona con la actividad de formación estelar, la cual aumenta a medida que disminuye la separación entre los miembros. Por lo tanto, una forma sencilla pero eficaz de estudiar los sistemas en fusión se basa en muestras de galaxias que implican pares muy cercanos (dinámicamente) en distancia proyectada y velocidad relativa, es decir, aquellas que se esperaría que se fusionaran en un tiempo relativamente corto (Le Fèvre et al. 2000; Patton et al. 2000; Rogers et al. 2009; López-Sanjuan et al. 2012). Estos pares cercanos serán los progenitores de los sistemas fusionados en tiempos posteriores, que al mezclar sus poblaciones estelares pueden ser los precursores de las galaxias rojas y sin formación estelar observadas en entornos densos. Además, pueden provocar cambios significativos en las propiedades y evolución de las galaxias (Toomre & Toomre 1972; Hernández-Toledo et al. 2005; Woods & Geller 2007; Ellison et al. 2010; Mesa et al. 2014; Patton et al. 2016)

Todo esto sugiere que los pares cercanos son buenos laboratorios para estudiar fusiones y procesos asociados a la evolución de las galaxias en escalas intermedias entre las galaxias aisladas y entornos más densos, como los grupos. Esto último se debe a que en el escenario jerárquico de formación de estructuras del modelo de cosmología actual,  $\Lambda$ CDM (de sus siglas en inglés *lambda-cold dark matter*), los pares proveen información sobre las primeras etapas de la formación de sistemas más masivos.

Por otro lado, el estudio dinámico de los pares de galaxias es fructífero para estimar las masas y las proporciones masa-luminosidad de sus miembros y, posiblemente, para comprobar la presencia de halos masivos y de materia oscura (Peterson 1979; Chengalur et al. 1996). Más recientemente, también se pueden encontrar en la literatura trabajos en los cuales se utiliza a los pares para la estimación de masas mediante lentes gravitacionales, como Rodríguez et al. 2020.

### 2.1.2 Identificación de pares de galaxias

La identificación de pares de galaxias no es una tarea simple ya que son sistemas de baja masa, muy sensibles a los efectos de proyección y galaxias de fondo, y que se

detectan basándose en pocos parámetros. Por lo tanto, los métodos de identificación de pares de galaxias que se encuentran en la literatura, dependen fuertemente de los datos observacionales que se utilicen y de los criterios utilizados por los diferentes autores.

Para identificar pares en trabajos observacionales, el método tradicional que se utiliza se basa en dos cantidades que relacionan a las dos galaxias: la distancia proyectada en el cielo y la diferencia de velocidad radial a lo largo de la línea de visión entre ellas. Hay diferentes formas de definir estos parámetros, en este trabajo se adoptan las siguientes definiciones. La distancia proyectada entre dos galaxias esta dada por:

$$r_p = \theta d_A(z), \quad (2.1)$$

donde  $\theta$  es la separación angular de las dos galaxias en el plano del cielo, dada por sus coordenadas, y  $d_A(z)$  es la distancia diámetro angular a un redshift  $z$ :

$$d_A(z) = \frac{c}{H_0(1+z)} \int_0^z \frac{dz}{\sqrt{\Omega_m(1+z)^3 + \Omega_\Lambda}}, \quad (2.2)$$

con  $c$  la velocidad de la luz;  $H_0$  la constante de Hubble;  $\Omega_m$  el parámetro de densidad de materia y  $\Omega_\Lambda$  el parámetro de densidad de energía oscura.

Por otro lado, la velocidad relativa entre dos galaxias en el marco de reposo a lo largo de la línea de visión se escribe como:

$$\Delta V = c|z_2 - z_1|, \quad (2.3)$$

donde  $z_1$  y  $z_2$  son el redshift de la galaxia central (la más luminosa del par) y de la galaxia satélite, respectivamente.

Definiendo un valor máximo para estas dos cantidades:  $r_{p,max}$  y  $\Delta V_{max}$ , se puede determinar si dos galaxias están próximas, comprobando si sus parámetros  $r_p$  y  $\Delta V$  están por debajo del máximo establecido.

En general, la diferencia de velocidad  $\Delta V$  se calcula con la información espectroscópica de redshift. Por lo tanto, la mayoría de los catálogos de pares de galaxias se basan principalmente en relevamientos espectroscópicos, limitándose a escalas físicas relativamente pequeñas, ya que típicamente estos estudios cubren áreas pequeñas (ver Sección 1.1.1).

### 2.1.3 Estudios previos

Los primeros trabajos, en general, se realizaron compilando datos de observaciones individuales o utilizando los catálogos de galaxias más antiguos, alcanzando un número típico de  $\sim 1000$  pares o menos. Por ejemplo, [Karachentsev \(1972\)](#) elaboró un catálogo pionero de 603 pares de galaxias aislados al norte de  $\delta = -3^\circ$  y [Soares et al. \(1995\)](#) lo completó en el hemisferio sur. Desde entonces, se han puesto a disposición otros catálogos

de pares de galaxias y, aprovechando los más nuevos y grandes relevamientos de galaxias que fueron surgiendo con el tiempo, se obtuvieron catálogos de pares con un mayor número de sistemas.

En la literatura, al identificar pares con el método tradicional o sus diferentes versiones, se pueden encontrar diferentes valores de  $r_p$  y  $\Delta V$  límite. Esto se debe a que, además de depender de cada catálogo utilizado, dependen mucho del objetivo específico del estudio. Por ejemplo, como se puede ver en la Tabla 2.1, los trabajos de Patton et al. (2011) y Lambas et al. (2012), se realizaron a partir del catálogo de galaxias SDSS DR7. Sin embargo, del trabajo de Patton et al. (2011) se obtiene una muestra de 21347 pares, mientras que de Lambas et al. (2012) se obtienen 5579. Esto es debido a que se utilizaron diferentes criterios para la identificación, los cuales se van a mencionar más adelante.

Por un lado, los trabajos que se centran más en las propias fusiones que ocurren en los pares, utilizan separaciones más pequeñas. Esto es por que se sabe que cuando  $r_p$  y  $\Delta V$  entre galaxias disminuye, aumenta la probabilidad de que se produzcan las interacciones, ya que varios estudios han mostrado que la tasa de formación estelar de las galaxias aumenta cuando eso sucede (Barton et al. 2000; Lambas et al. 2003; Patton et al. 2011). Inclusive, Patton et al. (2013) encontraron un aumento en la actividad de formación estelar de las galaxias miembro hasta separaciones proyectadas de  $150 h^{-1}$  kpc, lo que demuestra que las interacciones pueden afectar a las galaxias hasta esas distancias.

Estos trabajos, en general, son realizados con catálogos de galaxias puramente espectroscópicos o combinando información espectroscópica con fotométrica. Dentro de ellos, se puede encontrar una gran variedad en los criterios para las identificaciones, utilizando un amplio rango de distancias proyectadas máximas, desde los  $20 h^{-1}$  kpc (por ejemplo, Patton et al. 2000, ver Tabla 2.1) hasta los  $150 h^{-1}$  kpc (Das et al. 2022); y  $\Delta V_{max}$  desde los  $334 \text{ km s}^{-1}$  (Das et al. 2022) hasta incluso los  $1000 \text{ km s}^{-1}$  (Barton et al. 2000). Ver Tabla 2.1 para conocer los detalles de estos trabajos y otros ejemplos de estudios espectroscópicos.

Por otro lado, los trabajos que estudian los efectos de la presencia de una compañera, sin considerar solamente fusiones, eligen límites menos restrictivos para no perder posibles pares reales con miembros muy separados. Así, se pueden encontrar separaciones de hasta el orden de Mpc y diferencias de velocidad en general más grandes también. Por ejemplo, Patton et al. 2016 y Nottale & Chamaraux 2018 (ver Tabla 2.1 para más detalles).

En la Tabla 2.1 se listan diferentes catálogos de pares, realizados con diferentes valores límites y basados en información espectroscópica. Las columnas de la misma indican los autores del trabajo, la distancia proyectada máxima ( $r_{p,max}$ ) y la diferencia de velocidad en la línea de la visión máxima ( $\Delta V_{max}$ ) utilizadas, la cosmología utilizada, el catálogo de galaxias que se utilizó para identificar los pares, el redshift al que llega la muestra y el número de pares de la muestra obtenida. Se nota una gran variedad de estos parámetros, como se mencionó anteriormente, y que la mayoría de ellos se realizaron para  $z \lesssim 0.1$ .

Autores	$r_{p,max}$ [ $h^{-1}$ kpc]	$\Delta V_{max}$ [ $km\ s^{-1}$ ]	$H_0$ [ $km\ s^{-1}\ Mpc^{-1}$ ]	Catálogo	$z_{max}$	N
Barton et al. 2000	50	1000	100	Center for Astrophysics Redshift Survey (CfA2)	0.008	305
Lambas et al. 2003	100	350	100	Two Degree Field Galaxy Redshift Survey (2dFGRS)	0.1	1258
Alonso et al. 2007	25	350	100	SDSS DR4	0.1	1607
Ellison et al. 2008	80	500	70	SDSS DR4	0.16	1716
Patton et al. 2011	80	10000	70	SDSS DR7	0.2	21347
Lambas et al. 2012	25	350	100	SDSS DR7	0.1	5579
Patton et al. 2016 *	2000	1000	70	SDSS DR7	0.2	-
Ferrerias et al. 2017	100	700	70	Galaxy and Mass Assembly survey (GAMA)	0.3	2787
Nottale & Chamaraux 2018 *	1000	500	70	Base de datos HyperLEDA	0.055	13114
Das et al. 2022	150	334	67.4	SDSS DR16	0.1137	3039

Tabla 2.1: Ejemplos de estudios de los últimos 20 años de pares de galaxias identificados con información espectroscópica. Columna 1: autores; columna 2: distancia proyectada máxima ( $r_{p,max}$ ) utilizada; columna 3: diferencia de velocidad en la línea de la visión máxima ( $\Delta V_{max}$ ) utilizada; columna 4: valor de  $H_0$  de la cosmología utilizada; columna 5: catálogo de galaxias utilizado para identificar los pares; columna 6: redshift al que llega la muestra; columna 7: número de pares de la muestra ( $N$ ). \*Trabajos no restringidos al estudio de fusiones en pares.

Actualmente, hay pocos trabajos en la literatura sobre pares realizados con catálogos puramente fotométricos, ellos son los realizados por [López-Sanjuan et al. \(2015\)](#) y [Rodríguez et al. \(2020\)](#). En general, no siguen únicamente el procedimiento estándar, sino que incluyen otros criterios y evaluaciones para asegurarse las muestras identificadas. Estos autores mencionados, encontraron que con fotometría se reproduce con éxito las fracciones y tasas de fusión de los pares, de acuerdo con las derivadas de los surveys espectroscópicos. Por lo tanto, este resultado mostraría que los pares se pueden identificar usando datos fotométricos y recuperar propiedades físicas comparables con las de muestras espectroscópicas. En la Tabla 2.2 se muestran, de la misma forma que en la Tabla 2.1, los detalles de los trabajos puramente fotométricos mencionados. Además, se exponen otros que han utilizado tanto información fotométrica como espectroscópica.

Dado que la identificación de pares no es una tarea sencilla por los efectos de proyección y el hecho de que se cuentan con pocos parámetros para ello, es importante contar con métodos confiables, no sesgados y probados que permitan identificarlos correctamente. Además, si se suma que la identificación de estos sistemas esté basada únicamente en información fotométrica, puede resultar más complejo dado la incertidumbre que se introducen debido a las estimaciones del redshift. Por tanto, es importante aplicar pruebas precisas que aseguren la recuperación de los sistemas verdaderamente ligados. Esto último viene motivado por el hecho de que en los últimos años han surgido y hay en construcción, nuevos grandes catálogos puramente fotométricos, en particular, los nuevos surveys con redshifts fotométricos de alta precisión (ver Capítulo 3).

#### 2.1.4 Estudios fotométricos en pares de galaxias

Estudios pioneros sobre el efecto de las interacciones en los colores de las galaxias en pares, sugieren que las galaxias perturbadas tienen una mayor variedad de colores, incluyendo más galaxias azules, que las galaxias de campo ([Larson & Tinsley, 1978](#)). A lo largo de los años, esta distinción de color se ha confirmado en numerosas ocasiones. En general, las galaxias con compañeras cercanas, incluidas las que muestran signos de asimetría morfológica, tienden a tener colores ópticos integrados más azules ([Carlberg et al. 1994](#); [Patton et al. 1997](#)). Estos resultados son indicativos de una mayor formación estelar.

La formación estelar calienta el polvo galáctico que emite térmicamente en el rango infrarrojo (IR), dando lugar a un exceso de emisión IR en los pares de galaxias ([Kennicutt et al. 1987](#); [Xu & Sulentic 1991](#)). Estos datos observacionales dan la imagen de una mayor actividad de formación estelar asociada a la proximidad de galaxias en escalas de algunas decenas de kpc.



Autores	$r_{p,max}$ [h <sup>-1</sup> kpc]	$\Delta V_{max}$ [km s <sup>-1</sup> ]	$H_0$ [km s <sup>-1</sup> Mpc <sup>-1</sup> ]	Catálogo	$z_{max}$	N
Mesa et al. 2014 *	50	6800	100	SDSS DR7	0.1	2663
López-Sanjuan et al. 2015	100	-	67.8	Advanced, Large, Homogeneous Area, Medium-Band Redshift Astronomical (ALHAMBRA)	1	-
Duplancic et al. 2018 *	200	700	70	SDSS DR14	0.2	13757
Rodriguez et al. 2020	50	3500	70	Physics of the Accelerating Universe Survey (PAUS)	0.6	24061

Tabla 2.2: Ejemplos de estudios de pares de galaxias identificados con información fotométrica. Columna 1: autores; columna 2: distancia proyectada máxima ( $r_{p,max}$ ) utilizada; columna 3: diferencia de velocidad en la línea de la visión máxima ( $\Delta V_{max}$ ) utilizada; columna 4: valor de  $H_0$  de la cosmología utilizada; columna 5: catálogo de galaxias utilizado para identificar los pares; columna 6: redshift al que llega la muestra; columna 7: número de pares de la muestra ( $N$ ). \*Trabajos que utilizan además de información fotométrica, espectroscópica.

Posteriormente, [Patton et al. \(2011\)](#) estudiaron los colores ópticos de una amplia muestra de pares de galaxias obtenida a partir del SDSS DR7. Ellos encontraron que la fracción de galaxias rojas en pares es mayor que la de una muestra de control de igual masa estelar y redshift. Además, obtuvieron que los pares con  $300 \leq \Delta V \leq 1200 \text{ km s}^{-1}$  tienen colores medios más rojos que los pares de menor y mayor velocidad. Esto ocurre para todos los pares independientemente de su  $r_p$ , lo que indica que es poco probable que esta tendencia esté asociada a interacciones/fusiones de galaxias. Estos autores sugieren que estos excesos en colores más rojos se deben a densidades mayores debido a estas velocidades relativas ([Ellison et al. 2010](#)) y al hecho de que el color de la galaxia y la densidad local están correlacionados. Esto es consistente con la proporción relativamente alta de galaxias de tipo tardío en pares de baja velocidad ( $\Delta V < 200 \text{ km s}^{-1}$ ) reportada por [Park & Choi \(2009\)](#).

Por otro lado, [Patton et al. \(2011\)](#) también detectaron claros signos de formación estelar pero inducida por la interacción de las galaxias azules en los pares, evidenciado por una mayor fracción de galaxias extremadamente azules, junto con desviaciones hacia el azul entre los colores de las galaxias en pares frente a las de control. Estas evidencias son más fuertes para los pares cercanos ( $r_p < 30 h_{70}^{-1} \text{ kpc}$  y  $\Delta V < 200 \text{ km s}^{-1}$ ) y disminuyen para los pares más separados ( $r_p > 60 h_{70}^{-1} \text{ kpc}$  y  $\Delta V < 200 \text{ km s}^{-1}$ ). Estos efectos se encuentran principalmente en entornos de baja a media densidad. Por el contrario, no se observan estas tendencias en las galaxias rojas.

Estos resultados, son consistentes con un escenario en el que los pasajes cercanos por el pericentro desencadenan la formación estelar inducida en los centros de las galaxias que son suficientemente ricas en gas, tras lo cual las galaxias se enrojecen gradualmente a medida que se separan.

Siguiendo estos estudios y, para intentar entender la relación con la densidad local, [Ellison et al. \(2010\)](#) estudiaron que existe una correlación entre los parámetros de los pares y la densidad local de galaxias proyectada, utilizando una muestra de pares extraída del SDSS DR4. Ellos encuentran que los pares con  $r_p$  y  $\Delta V$  más altos se encuentran en regiones de mayor densidad (dentro de su muestra de pares con  $\Delta V < 500 \text{ km s}^{-1}$ ). Además, obtuvieron pruebas de que, mientras que las interacciones se producen en todas las densidades, la formación estelar desencadenada sólo se observa en entornos de densidad baja a intermedia. Los autores sugieren que esto se debe probablemente a que las fracciones de gas más altas de las galaxias se encuentran en entornos de baja densidad.

Todos estos trabajos muestran la importancia de profundizar el estudio de color y densidad en pares de galaxias para intentar dilucidar con mayor detalle el comportamiento y evolución de estos sistemas.

# Capítulo 3

## Catálogo de galaxias

Los grandes **catálogos de galaxias**, por su nombre en inglés, *surveys*, son una herramienta fundamental para el estudio de los sistemas de galaxias y las grandes estructuras del Universo, ya que proporcionan coordenadas celestes, redshifts, magnitudes y otras propiedades, de una gran cantidad de objetos y en una región extendida del cielo. En la última década, la astronomía se ha orientado de manera creciente hacia la exploración colaborativa de grandes relevamientos, acompañados por el avance en las capacidades computacionales necesarias para el procesamiento y análisis de grandes volúmenes de datos.

Catálogos como el SDSS, 2MASS (Skrutskie et al., 2006), ATLAS (Shanks et al., 2015) y PanSTARRS (Chambers et al., 2016), por mencionar algunos, han contribuido al desarrollo de diferentes áreas astronómicas. En este sentido, una mención especial se merece el SDSS, el cual abrió una nueva era en la astronomía al cubrir por primera vez una gran área del cielo con fotometría en cinco filtros de banda ancha, complementados por una eficiente campaña espectroscópica de alta completitud.

Tras el éxito de estudios anteriores, se han planificado numerosos nuevos proyectos para complementar los datos disponibles. Uno de los objetivos es aumentar la cobertura del cielo, principalmente mediante la inclusión del hemisferio sur y haciéndolo en un periodo de tiempo razonable. Otros objetivos buscados son aumentar la profundidad fotométrica, alcanzando magnitudes mayores, y ampliar el rango de longitudes de onda y la resolución, extendiendo o aumentando el número de bandas en sistemas de filtros conocidos e incluso reemplazando filtros de banda ancha con filtros de banda estrecha para ampliar la sensibilidad de las características espectrales.

Con respecto a la ampliación de la resolución en longitud de onda, se pueden destacar tres surveys puramente fotométricos: el J-PAS (por sus siglas en inglés *Javalambre Physics of the Accelerating Universe Astrophysical Survey*, Benitez et al. 2014), el J-PLUS (*Javalambre Photometric Local Universe Survey*, Cenarro et al. 2019) y el S-PLUS (*Southern Photometric Local Universe Survey*, Mendes de Oliveira et al. 2019).

De estos estudios, el J-PAS es el más ambicioso y planea cubrir un área de 8500 grados<sup>2</sup>

del cielo del hemisferio norte, observando en 54 filtros de banda estrecha igualmente espaciados y 5 filtros de banda ancha que cubren todo el espectro óptico, con un telescopio principal de 2.55 m ubicado en el Observatorio Astrofísico de Javalambre (OAJ), España. El J-PLUS tiene un papel crucial en la calibración de J-PAS, pero también se destaca como un survey fotométrico propio. J-PLUS observa el cielo del hemisferio norte en 12 filtros (5 de banda ancha y 7 de banda estrecha) con el telescopio auxiliar Javalambre Auxiliary Survey Telescope (T80/JAST) de 83 cm ubicado también en el OAJ. Por otro lado, el S-PLUS, el cual será utilizado en este trabajo, es la contraparte del J-PLUS en el hemisferio sur. Hasta el momento no existe una contraparte del J-PAS en desarrollo en el hemisferio sur. Por lo tanto, con su sistema de 12 filtros, S-PLUS será el survey fotométrico más grande y de mayor resolución en esta área en un futuro próximo.

En particular, los surveys fotométricos de gran campo como los mencionados anteriormente, son esenciales por el gran volumen de datos que pueden proporcionar en un período de tiempo razonable y con una cobertura de cielo más extensa en comparación con los surveys espectroscópicos.

### 3.1 S-PLUS

El Southern Photometric Local Universe Survey o S-PLUS<sup>1</sup>, es un survey puramente fotométrico, cuyo proyecto comenzó a fines de 2016, gracias al esfuerzo en conjunto de instituciones brasileñas, chilenas y españolas. Planea cubrir cuando finalice  $\sim 9300$  grados<sup>2</sup> del cielo del hemisferio sur en 12 filtros ópticos (7 más que el SDSS), utilizando un telescopio robótico (el T80-South) ubicado en Cerro Tololo Inter-american Observatory (CTIO), Chile. Tanto el telescopio, la cámara y el conjunto de filtros son idénticos a los del telescopio T80/JAST, el cual es el telescopio del J-PLUS que se encuentra en España.

El estudio final consta de cuatro subcampos principales, que incluyen dos campos no contiguos en latitudes galácticas altas ( $|b| > 30^\circ$ , 8000 grados<sup>2</sup>) y dos zonas del disco y bulbo de la galaxia (1300 grados<sup>2</sup> adicionales). Con el fin de optimizar la utilidad de los datos del S-PLUS para los diferentes temas científicos de interés, el S-PLUS se divide en cinco sub surveys, según sus nombres en inglés: Main Survey (MS), Ultra-Short Survey (USS), Galactic Survey (GS), Marble Field Survey (MFS) y Variability Fields Survey (VFS). Cada uno se lleva a cabo utilizando diferentes estrategias de observación o en distintas regiones del cielo. En la Figura 3.1 se puede ver el área del cielo que cubrirá, extraída de [Mendes de Oliveira et al. \(2019\)](#). Este catálogo ayudará en gran medida a complementar la observación del cielo del hemisferio sur.

---

<sup>1</sup><https://www.splus.iag.usp.br/>

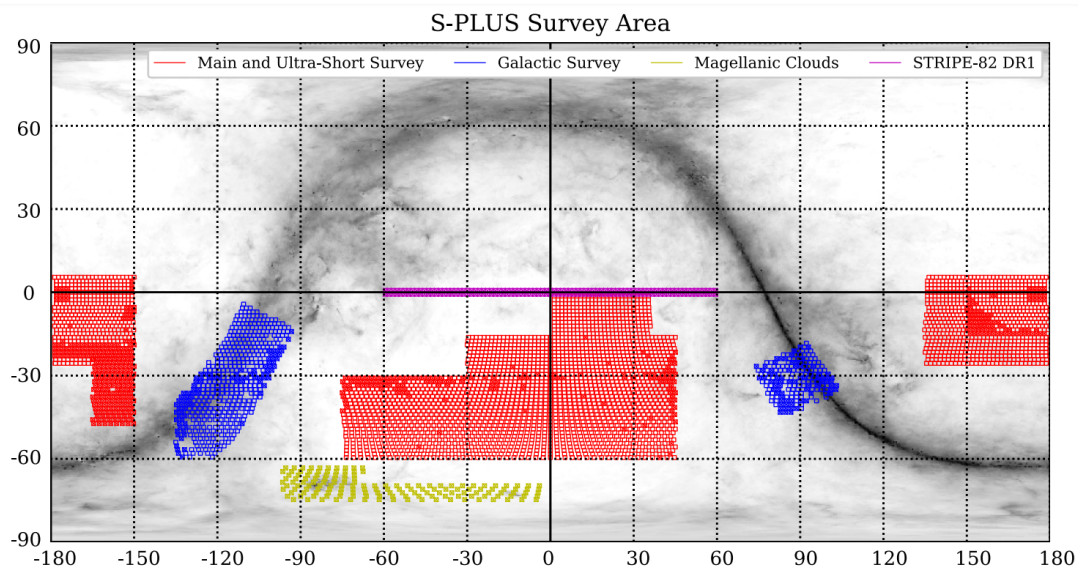


Figura 3.1: Área de cobertura de 3 de los 5 sub-survey del S-PLUS, trazada sobre el mapa de extinción de [Schlegel et al. \(1998\)](#) en proyección Cartesiana. Los cuadrados rojos muestran el Main y Ultra-Short Surveys, que comparten la misma área. Los cuadrados azules muestran los campos Galácticos. Los cuadrados amarillos resaltan el área de las Nubes de Magallanes, que están incluidas en el Main Survey. Las zonas rellenas ya han sido observadas en marzo de 2019. En magenta se muestra el área del Stripe 82 que está contenida en el DR1 y forma parte del Main Survey. Figura extraída de [Mendes de Oliveira et al. \(2019\)](#).

### 3.1.1 Sistema de filtros

El S-PLUS utiliza el sistema de filtros Javalambre ([Marín-Franch et al. 2012](#)), el cual se muestra en la Figura 3.2. Este sistema consta de 5 filtros banda ancha similares a lo del SDSS ( $u, g, r, i, z$ ) y 7 filtros de banda estrecha centrados estratégicamente en características espectrales específicas de los espectros de estrellas y galaxias cercanas.

Como se ve en la Figura 3.2, el sistema está compuesto por 7 filtros de banda estrecha: J0378, J0395, J0410, J0430, J0515, J0660, y J0861, que coinciden, respectivamente, con las características espectrales del [OII], Ca H+K,  $H\delta$ , banda G, triplete de Mgb,  $H\alpha$  y triplete de Ca. El sistema también incluye los filtros de banda ancha para restringir el continuo espectral de las fuentes. Las bandas  $g, r, i$  y  $z$  son similares a las de SDSS ([Fukugita et al., 1996](#)) con algunas pequeñas diferencias del punto cero, mientras que el filtro  $u$  de Javalambre tiene una transmisión ligeramente más eficiente en comparación con la banda  $u$  del SDSS. En el Anexo A.1 se pueden ver las características de cada uno de los filtros del sistema del S-PLUS.

Como mostraron [Cenarro et al. \(2019\)](#), este sistema de 12 bandas es ideal para una mejor estimación del redshift fotométrico de galaxias en el Universo cercano. Al cubrir características espectrales claves, proporciona un muestreo único del espectro óptico gracias a sus 7 filtros de banda estrecha y sus datos se han utilizado para proporcionar fotometría precisa y estimar redshifts fotométricos precisos.

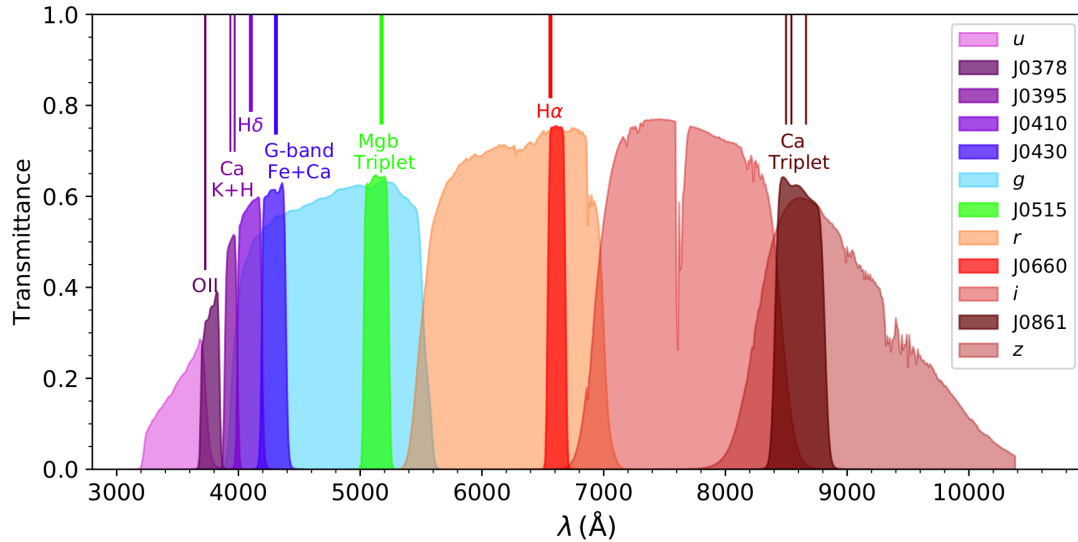


Figura 3.2: Sistema de filtros del S-PLUS. Figura extraída de [Almeida-Fernandes et al. \(2022\)](#).

### 3.1.2 Data Release 2

En este trabajo se utilizará la segunda publicación de datos del S-PLUS, el Southern Photometric Local Universe Survey Data Release 2 (S-PLUS DR2, [Almeida-Fernandes et al. 2022](#)), el cual corresponde a las observaciones de 514 campos del Main Survey (MS), que representan un área de  $950.5 \text{ grados}^2$ , observados desde agosto de 2016 hasta febrero de 2020, y el cual se hizo público el 30 de marzo de 2021. Este catálogo incluye la región del Stripe 82 (área rectangular dentro de las coordenadas  $0^\circ < \text{RA} < 60^\circ$ ,  $300^\circ < \text{RA} < 360^\circ$  y  $-1.4^\circ < \text{DEC} < +1.4^\circ$ ) y observaciones en la región del cúmulo de galaxias Hydra y en el hemisferio norte galáctico con latitudes galácticas entre  $30^\circ$  y  $60^\circ$ , como se puede ver en la Figura 3.3.

El S-PLUS DR2 incluye las observaciones del Stripe 82 del S-PLUS DR1, pero el proceso por el cual se obtienen los datos (desde las observaciones hasta el catálogo final) presenta algunas diferencias respecto al DR1. Dado esto, el DR2 posee una astrometría mejorada y controles de calidad mejorados debidos a un nuevo método de fotometría y calibración. La región del Stripe 82 es de gran importancia ya que fue observada varias veces por el SDSS y otros surveys, siendo ideal para probar la calibración S-PLUS DR2 y comparar con otros catálogos.

Particularmente, el S-PLUS DR2 presenta mejoras significativas en la precisión de los redshifts fotométricos en comparación con el DR1. Esto se debe en gran parte a su sistema de filtros de banda estrecha y a los métodos de aprendizaje automático empleados para obtener estimaciones más precisas.

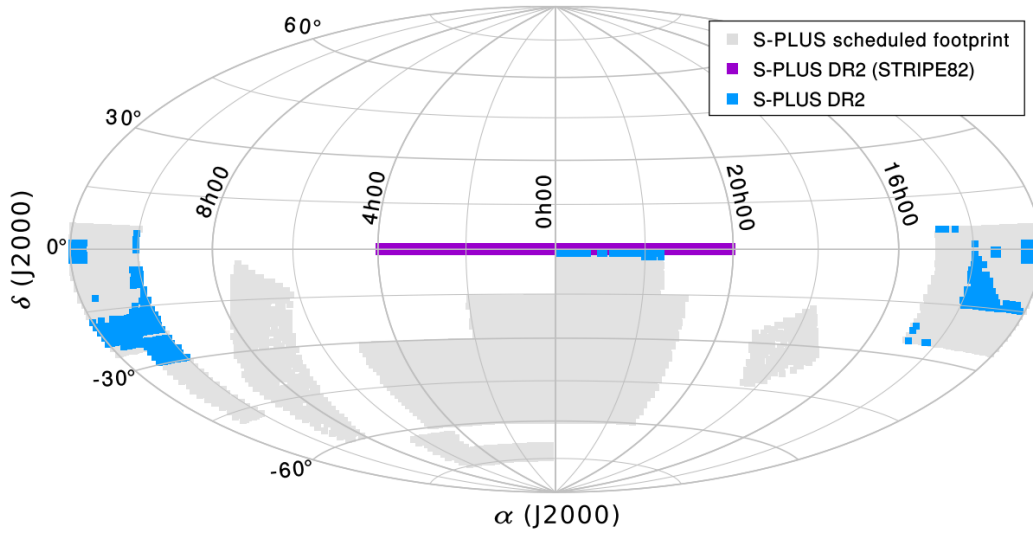


Figura 3.3: Área de cobertura del S-PLUS DR2 en coordenadas ecuatoriales. La zona gris representa la cobertura total final del S-PLUS, mientras que las regiones azul y morada son los campos que se incluyen en el DR2. La región del Stripe 82 está resaltada en morado. Figura extraída de Almeida-Fernandes et al. (2022).

### 3.1.3 Redshifts fotométricos

El S-PLUS DR2 proporciona redshifts fotométricos y sus respectivas funciones de distribución de probabilidad (PDFs, por sus siglas en inglés *probability distribution functions*) para cada galaxia, obtenidos mediante el método de aprendizaje profundo, según su denominación en inglés, *Mixture Density Network* (Vinicius-Lima et al. submitted, Bishop 1994). Este método de aprendizaje profundo, que utiliza una combinación de una red neuronal bayesiana y un modelo de densidad de mezcla (denominado en inglés como *Mixture Density Model*), ofrece los redshifts fotométricos más precisos para la muestra. Esto es porque la predicción de redshifts puede tener diferentes soluciones debido a la degeneración color-morfología-redshift (objetos con diferentes magnitudes que pueden tener el mismo redshift), que es más evidente cuando se utiliza fotometría de banda ancha. El uso de filtros de bandas estrechas, como los del S-PLUS, permite un mejor muestreo de los espectros y, por tanto, disminuye el efecto de esta degeneración, mejorando las estimaciones de los redshifts fotométricos.

La red se entrena utilizando la fotometría de las 12 bandas de S-PLUS, cruzadas con el catálogo unWISE (Schlafly et al. 2019, para las magnitudes  $W1$  y  $W2$ ), el catálogo 2MASS (Cutri et al. 2003, magnitudes  $J$ ,  $H$  y  $K$ ), y el catálogo GALEX (Bianchi et al. 2017, magnitudes  $FUV$  y  $NUV$ ). Tiene como objetivos principalmente los redshifts espectroscópicos del SDSS DR16 (los cuales se complementan con otros del 2dFRGS, 2dFLenS, 6dFGS) y se utilizó un total de 105830 redshifts espectroscópicos como conjunto de calibración. Esta muestra se divide aleatoriamente en muestras de entrenamiento/validación y de prueba, que contienen el 70% y el 30% del número total de objetos, respectivamen-

te. Luego, durante el proceso de entrenamiento, la muestra de entrenamiento/validación se divide en 75% para entrenamiento y 25% para validación mediante una validación cruzada de 4 veces.

Debido a la combinación de fotometría de banda ancha y estrecha, el modelo actual es capaz de proporcionar redshifts fotométricos precisos y PDFs bien calibradas, con un sesgo bajo y una fracción de valores atípicos insignificante.

Cabe destacar que para el S-PLUS DR1 se estimaron los redshifts fotométricos utilizando una versión del código BPZ (Benítez 2000) optimizada para galaxias del Universo local (Molino et al. 2020). Sin embargo, el método de machine-learning aplicado para el S-PLUS DR2 da un mejor rendimiento de redshift fotométrico que el ajuste de templates.

Por otro lado, a medida que se observen más regiones y aumenten los solapamientos con los datos espectroscópicos, se esperan nuevas mejoras en el modelo y, por ende, en la estimación de los redshifts. Los autores de este proyecto planean seguir trabajando con ambos métodos por separado y luego desarrollar un método híbrido que mejore los redshifts fotométricos, esperando tener un error del redshift del orden de  $\sim 0.001$ .

## 3.2 Muestra de galaxias

En este trabajo se utilizan las observaciones de la región del Stripe 82 del S-PLUS DR2. El catálogo completo se puede descargar desde la página de herramientas del S-PLUS (<https://splus.cloud/catalogtools/tap>) a través de una interfaz virtual.

Las columnas descargadas para cada objeto son el identificador de cada galaxia (ID); las coordenadas ascensión recta (RA) y declinación (DEC); las 5 magnitudes petrosianas ( $u, g, r, i, z$ ), las cuales ya están corregidas por extinción; la probabilidad de que el objeto sea una estrella o una galaxia; y los redshifts fotométricos (descritos en la Sección 3.1.3).

Con el objeto de obtener una muestra confiable para caracterizar la morfología aparente de los objetos, como sugerencia de Costa-Duarte et al. (2019), se seleccionan aquellos que cumplen con las condiciones de  $14 < m_r < 21$  y  $1 < \text{FWHM}/\text{PSF} < 1.5$ , donde  $m_r$  es la magnitud aparente en la banda  $r$ , FWHM (por sus siglas en inglés *Full Width at Half Maximum*) es la anchura a media altura de la fuente y PSF (por sus siglas en inglés *Point Spread Function*) es la función de dispersión de una fuente puntual representativa del campo, cantidades calculadas a partir de las imágenes de detección.

### 3.2.1 Limpieza del catálogo

El catálogo S-PLUS DR2 en la región del Stripe 82 cuenta con una probabilidad de que el objeto sea una galaxia, estrella o cuásar, según Nakazono et al. (2021). En ese trabajo, los autores realizaron la clasificación entrenando un algoritmo *random forest* con las 12 bandas S-PLUS y la adición de parámetros morfológicos. Si bien la clasificación



de Nakazono et al. (2021) se encuentra disponible, en este trabajo se decide reforzar la misma. Esto es debido a que en la obtención de resultados preliminares de este trabajo se encontró que el catálogo de galaxias tenía contaminación por estrellas mayor al 10 %. Con el objeto de limpiar los datos de estrellas y obtener una muestra de solamente galaxias, se optó por utilizar catálogos que posean su propia clasificación independiente y compartan área con el S-PLUS DR2, como lo son los catálogos Gaia y SDSS.

La misión Gaia (Gaia Collaboration et al. 2016) tiene como objetivo proporcionar el estudio más detallado de la Vía Láctea hasta la fecha mediante mediciones de astrometría, fotometría y espectroscopía estelar. En particular, la tercera publicación de datos de Gaia (Gaia DR3, Gaia Collaboration et al. 2022) contiene la misma información astrométrica y fotométrica que las anteriores publicaciones de datos Gaia EDR3, pero para una muestra más amplia de estrellas con nuevas determinaciones de espectros.

Los datos de Gaia proporcionan la solución astrométrica completa para las estrellas de la Galaxia: posiciones en el cielo, paralajes y movimientos propios. Para dar una información fidedigna de las estrellas, utilizan el parámetro RUWE (por sus siglas en inglés *Renormalised Unit Weight Error*). Este parámetro se espera que esté en torno a 1 para las fuentes en las que el modelo de una única estrella ajusta bien a las observaciones astrométricas. Mientras que un valor significativamente superior a 1 (por ejemplo, mayor a 1.4) indicaría que no es una fuente única o que es problemática para la solución astrométrica. Dado esto, consideran estrellas a aquellos objetos con  $1 < \text{RUWE} < 1.4$ .

En base a esto, como primer paso se realiza una limpieza de estrellas del S-PLUS DR2 utilizando los datos de Gaia DR3. Como Gaia DR3 es completo hasta la magnitud petrosiana  $m_r = 18$ , se usa Gaia hasta esa magnitud eliminando del S-PLUS aquellos objetos que tengan  $1 < \text{RUWE} < 1.4$ .

Para completar el rango de magnitud del S-PLUS DR2, se utiliza la clasificación de estrellas/galaxias del SDSS DR17 (Abdurro'uf et al. 2022). Para ello, se bajan todos los datos desde la página de CasJobs<sup>2</sup> utilizando los parámetros `run` y `rerun` que limitan a la zona del Stripe 82. Utilizando la clasificación del SDSS se eliminan aquellos objetos que están clasificados como estrellas.

A pesar de que todos los catálogos cubren el misma área, el S-PLUS por ser más profundo contiene objetos que no están presentes en los otros relevamientos. Cuando un objeto no se encuentra ni en Gaia ni en el SDSS, se le designa la clasificación del S-PLUS de Nakazono et al. (2021) y se consideran como galaxias aquellos objetos que tengan una probabilidad de serlo mayor a 0.7 según dicha clasificación.

Finalmente, con la limpieza realizada la muestra obtenida que se utilizará a lo largo del trabajo tiene un total de 917201 galaxias.

---

<sup>2</sup><https://skyserver.sdss.org/casjobs/>

### 3.2.2 Análisis preliminares

Como primer paso, se analizaron las distribuciones de la muestra de galaxias obtenida para conocer su comportamiento. En el panel izquierdo de la Figura 3.4, se muestra la distribución de magnitud aparente en la banda  $r$  ( $m_r$ ) de las galaxias del S-PLUS, normalizada por el número de galaxias de la muestra. Se puede ver que es completa hasta  $m_r = m_{lim} = 20.6$ . Por ello, se decide utilizar magnitudes menores a 20.6 para definir una muestra completa en flujo y se toma como valor mínimo  $m_r = 14$  (sugerencia de Costa-Duarte et al. 2019).

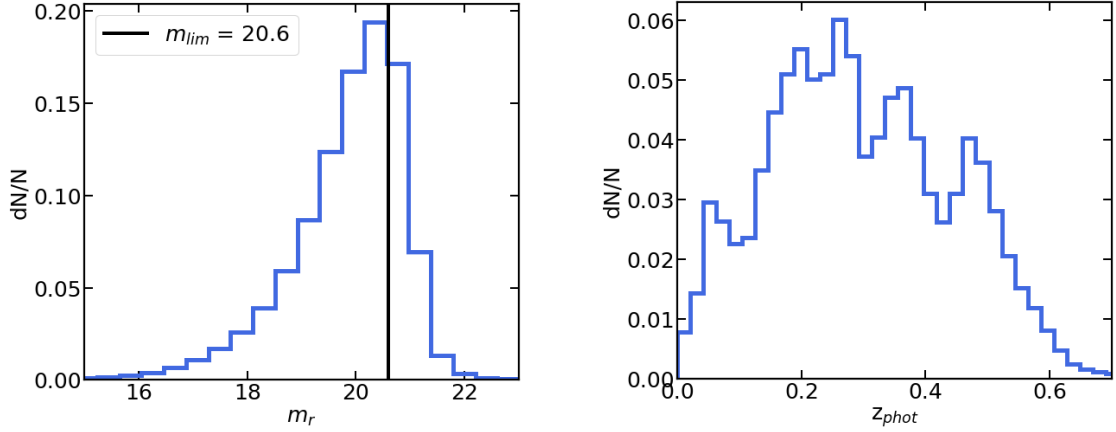


Figura 3.4: *Panel izquierdo:* Distribución de magnitud aparente en la banda  $r$  ( $m_r$ ) para las galaxias del S-PLUS. Se puede ver que es completa hasta  $m_r = m_{lim} = 20.6$ . *Panel derecho:* Distribución de redshift fotométrico ( $z_{phot}$ ) de las galaxias del S-PLUS.

En el panel derecho de la Figura 3.4, se puede ver la distribución normalizada del redshift fotométrico ( $z_{phot}$ ) de las galaxias. Se nota que tiene varios picos y llega hasta  $z_{phot} \sim 0.6$ , donde la distribución cae casi por completo.

Tomando la muestra completa en flujo de las galaxias del S-PLUS DR2 con la condición  $14 \leq m_r \leq m_{lim} = 20.6$ , en la Figura 4.1 se muestra en puntos negros la magnitud absoluta en la banda  $r$  ( $M_r - 5\log(h)$ ) en función del redshift fotométrico para la misma.

Las magnitudes absolutas fueron calculadas a partir de la ecuación:

$$M - 5\log(h) = m - 25 - 5\log(d_L(z)) - K(z) \quad (3.1)$$

donde  $M$  y  $m$  son la magnitud absoluta y aparente, respectivamente, en una banda en particular ( $m$  corregida previamente por extinción galáctica);  $d_L(z)$  es la distancia luminosidad a un redshift  $z$  determinado, dada por:

$$d_L(z) = \frac{c(1+z)}{H_0} \int_0^z \frac{dz}{\sqrt{\Omega_m(1+z)^3 + \Omega_\Lambda}}; \quad (3.2)$$

y  $K(z)$  es la Corrección  $K$  en la banda que se esté calculando la magnitud. Las Correcciones

K fueron calculadas utilizando la versión V4.1 del código disponible al público de [Blanton & Roweis \(2007\)](#), con marco de referencia en reposo  $z = 0.0$ . La cosmología utilizada fue la cosmología estándar  $\Lambda$ CDM de [Planck Collaboration et al. \(2016\)](#):  $\Omega_m = 0.3089$ ,  $\Omega_\Lambda = 0.6911$ ,  $h = H_0 / (100 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}) = 0.6774$ . No se realizaron correcciones por evolución.

# Capítulo 4

## Identificación de pares de galaxias con el S-PLUS

Uno de los objetivos del proyecto en el que esta tesina está enmarcada es el implementar un algoritmo para la identificación de sistemas menores de galaxias en el catálogo fotométrico S-PLUS. Dado que el algoritmo permite una implementación rápida de sistemas con 2 o más miembros mediante el cambio de algunos de los parámetros, se decide comenzar con la identificación de pares de galaxias aislados.

Como se vio en la Sección 2.1, los pares constituyen los sistemas menores de galaxias más simples y proveen información relevante sobre las primeras etapas de la formación de los sistemas más masivos y las posibles interacciones entre galaxias. Es por eso que en esta sección se realiza una descripción de la metodología adoptada para la identificación de pares de galaxias.

### 4.1 Algoritmo de identificación

El algoritmo con el que se realizará la identificación de pares de galaxias sigue un enfoque tradicional para la identificación de estos sistemas, utilizando una distancia proyectada máxima ( $r_{p,max}$ ) entre los miembros y una diferencia de velocidad límite ( $\Delta V_{max}$ ) calculada a partir del redshift fotométrico (Sección 2.1.2). El mismo, se desarrolló en base a los utilizados por O'Mill et al. (2012) y Rodriguez et al. (2020). En el caso de O'Mill et al. (2012) desarrollaron un algoritmo para la identificación de tripletes de galaxias en el SDSS DR7 (Abazajian et al. 2009) utilizando información espectroscópica y fotométrica. En el caso de Rodriguez et al. (2020) identificaron pares cercanos en un catálogo simulado que predice los resultados observables del catalogo fotométrico PAUS (Padilla et al. 2019, Eriksen et al. 2019). En este trabajo, se le agregan modificaciones a estos códigos para adaptarlo al catálogo observacional S-PLUS y se introducen algunas otras mejoras en la identificación.

## 4.2 Implementación del algoritmo

El algoritmo de identificación se puede esquematizar en 3 pasos.

Como primer paso, el algoritmo busca galaxias candidatas a centros. Se define “galaxia central” a la más luminosa del par, considerando como candidatas a aquellas que tengan una magnitud absoluta en la banda  $r$   $M_{r,c} - 5\log(h) \leq -19.5$  y una magnitud aparente en la banda  $r$  menor que dos veces la magnitud límite del catálogo, es decir  $m_{r,c} \leq m_{lim} - 2 = 18.6$ , donde  $m_{lim} = 20.6$  como se vio en el panel izquierdo de la Figura 3.4. Esta última condición se agrega para asegurar que la otra galaxia del par no este por fuera del límite en magnitud de la muestra y no perder pares debido a ello; por ejemplo, [Díaz-Giménez & Mamon \(2010\)](#) utilizan este criterio para la detección de grupos compactos, con 3 magnitudes en vez de 2. En la Figura 4.1 se muestra en negro la magnitud absoluta de las galaxias de la muestra en función del redshift fotométrico y se resaltan en azul las galaxias candidatas a centros.

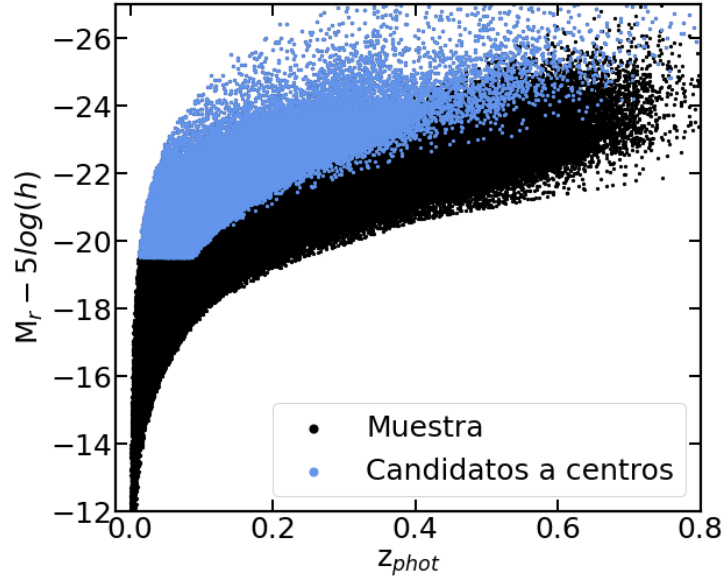


Figura 4.1: Magnitud absoluta en la banda  $r$  ( $M_r - 5\log(h)$ ) en función del redshift fotométrico ( $z_{phot}$ ). En negro se muestra para la muestra completa en flujo ( $14 \leq m_r \leq 20.6$ ) de galaxias del S-PLUS y en azul las galaxias candidatas a galaxias centrales.

Una vez que selecciona las candidatas a centros, el algoritmo busca para cada una de ellas, las definidas “galaxias vecinas” que son aquellas galaxias más débiles ( $M_{r,c} - 5\log(h) \leq M_{r,v} - 5\log(h)$ ) que tienen una distancia proyectada y una diferencia de velocidad menor a los límites definidos (es decir  $r_p \leq r_{p,max}$  y  $\Delta V \leq \Delta V_{max}$ ). Se agrega un  $r_{p,min} = 10 h^{-1}$  kpc, tal que  $r_{p,min} \leq r_p$ , para evitar malas identificaciones ([Ellison et al., 2008](#)). Además, se establece una diferencia de magnitud aparente límite entre ellas de 2 magnitudes ( $\Delta m_r = 2$ ). Esta última condición, junto con el límite de luminosidad de las galaxias centrales, garantiza la identificación de pares reales y no el caso de una galaxia luminosa con una satélite poco luminosa o una enana (ejemplo [Sales & Lambas 2005](#)).

Limitar la diferencia de magnitud aparente también asegura galaxias de masa similar. Luego, van a ser considerados pares aquellas galaxias centrales que tengan 1 sola vecina y ninguna otra central que cumpla con las condiciones mencionadas anteriormente.

Finalmente, como último paso, se aplica un criterio de aislamiento para determinar pares aislados. Se pide que ninguna otra galaxia (ni central, ni vecina) con las características anteriormente mencionadas, se ubique en el anillo entre  $r_{p,max}$  y  $3.r_{p,max}$ . Este aislamiento implementado no implica que el sistema este totalmente solitario, puede estar, por ejemplo, en el borde de un sistema más masivo.

La elección de los valores de  $r_{p,max}$  y  $\Delta V_{max}$  serán aquellos que permitan realizar una mejor y segura identificación de los pares. Para ello, se deben buscar esos parámetros evaluando el algoritmo.

### 4.3 Catálogo simulado de galaxias

Para evaluar el funcionamiento del algoritmo y determinar los parámetros que mejor realicen la identificación de los pares, se construye un catálogo simulado (de ahora en adelante, *mock*, por su denominación en inglés) que reproduce las características fotométricas del S-PLUS DR2 (Sección 3.2.2). Esto se realiza con el fin de predecir los resultados observacionales, para con esa información evaluar la asignación realizada por el identificador y estimar los errores que habrá que tener en cuenta al aplicar el método al catálogo real.

El catálogo mock se construye a partir de los catálogos de galaxias y halos de materia oscura de las simulaciones cosmológicas magneto-hidrodinámicas *The Next Generation Illustris* (IllustrisTNG, Nelson et al. 2019). En particular, se utiliza IllustrisTNG300-1 (en adelante TNG300), la mayor caja simulada de IllustrisTNG. La misma está caracterizada por un cubo de  $205 h^{-1}$  Mpc de lado, con condiciones de contorno periódicas, en el que se evolucionan  $2500^3$  partículas de materia oscura de masa  $4.0 \times 10^7 h^{-1} M_{\odot}$ , y  $2500^3$  celdas de gas de masa  $7.6 \times 10^6 h^{-1} M_{\odot}$ . En ella, se identifican halos de materia oscura utilizando un algoritmo amigo de amigos (FOF, por sus siglas en inglés *friends-of-friends*) con una longitud de enlace de 0.2 veces la separación media entre partículas (Davis et al., 1985). Luego, se identifican subhalos con el algoritmo SUBFIND (Springel et al., 2001; Dolag et al., 2009) y aquellos que contienen un componente estelar se consideran galaxias. Normalmente, cada halo de materia oscura contiene múltiples galaxias, incluyendo una galaxia central y varios satélites. Por lo tanto, se tiene información sobre en qué halo se encuentra cada galaxia.

Para construir el catálogo simulado, se sigue el procedimiento utilizado en Rodríguez et al. (2015), implementado en Rodríguez & Merchán (2020) y Rodríguez et al. (2021). Primero se coloca el observador en el origen del cubo TNG300 a  $z = 0$ . Teniendo en cuenta la periodicidad del cubo, el volumen del catálogo S-PLUS se simula añadiendo el volumen TNG300 repetidamente. A partir de la información en el espacio 3D se calculan

las coordenadas  $(\alpha, \delta)$ , el redshift y la magnitud aparente para cada galaxia, respecto a ese observador. El redshift de cada galaxia se calcula combinando la distancia cosmológica y la distorsión producida por los movimientos propios de la misma y simula el redshift espectroscópico que se podría obtener. A partir de estos redshifts y de las magnitudes absolutas proporcionadas por la simulación, se obtienen las magnitudes aparentes. Luego, para imitar al S-PLUS, se realiza un corte en las coordenadas para obtener el área del Stripe 82 y se impone como límite superior de magnitud aparente la del S-PLUS. Además, se imponen errores en el redshift para reproducir los datos fotométricos. Para ello, el redshift fotométrico ( $z_{phot}$ ) se calcula como una distribución gaussiana centrada en el redshift de la galaxia, con una varianza correspondiente al error en el redshift fotométrico del S-PLUS  $\sim 0.01(1 + z)$ .

Se obtiene finalmente el catálogo de galaxias simulado, el cual no sólo proporciona las galaxias junto con sus coordenadas, redshift y magnitud aparente, sino que también con la pertenencia exacta a un halo de materia oscura determinado. Como se describe en la siguiente sección, este catálogo mock se utilizará para evaluar el rendimiento del identificador.

## 4.4 Evaluación del algoritmo: pureza y completitud

Una forma de estudiar la conexión entre las galaxias y sus halos de materia oscura es utilizando grupos de galaxias, siempre que estos grupos estén definidos como conjuntos de galaxias que residen en los mismos halos de materia oscura. Por lo tanto, por medio de un catálogo de grupos de galaxias bien definido, no sólo es posible estudiar las propiedades de las galaxias en función de las propiedades de su grupo, sino que también se puede investigar cómo los halos de materia oscura trazan la estructura a gran escala del Universo (Yang et al. 2005c, 2006; Coil et al. 2006).

Actualmente existen varios métodos para construir catálogos de grupos de galaxias. Uno de ellos es el buscador de grupos basado en el halo (*halo-based group finder*, por su nombre en inglés) que utiliza datos espectroscópicos y fue desarrollado por Yang et al. (2005b), el cual ha sido aplicado a diferentes catálogos. Más recientemente, una actualización de este último trabajo es el de Yang et al. (2021), el cual hace uso de una gran cantidad de datos de redshifts fotométricos disponibles y extienden el buscador de grupos para que pueda aplicarse a muestras de galaxias con redshifts fotométricos y espectroscópicos simultáneamente. Este buscador tiene un mejor rendimiento para la completitud de grupo, que es importante para los estudios cosmológicos, y un mejor rendimiento en la determinación de la membresía de grupos, lo que es importante para los estudios de formación de galaxias.

Para evaluar el rendimiento de este buscador de grupos extendido, los autores utilizan un catálogo simulado de redshifts de galaxias construido a partir de una simulación de alta

resolución de N-cuerpos, en el cual tienen en cuenta la dispersión en redshift introducida por los redshifts fotométricos.

En este trabajo se va a utilizar el procedimiento de evaluación del buscador que realizaron [Yang et al. \(2021\)](#) para evaluar el algoritmo de identificación de pares.

En primer lugar, se aplica el identificador de pares al catálogo simulado, siguiendo el procedimiento descrito en la Sección 4.2, con diferentes valores para los parámetros máximos:  $r_{p,max} = 100, 150$  y  $200 h^{-1}$  kpc y  $\Delta V_{max}$  entre 500 y 2600  $\text{km s}^{-1}$ , en saltos de a 100  $\text{km s}^{-1}$ . Luego, se seleccionan los halos que contienen a los miembros de los pares, obteniendo para cada par identificado un halo asociado. Si ambos miembros del par de galaxias están en halos diferentes, se elige como halo asociado al halo que contiene la galaxia central del par.

Hecho esto, la evaluación de la calidad del algoritmo de búsqueda es a través de los conceptos de completitud y pureza. Siguiendo las definiciones de [Yang et al. \(2021\)](#), para cada par identificado se define la completitud individual ( $C_i$ ) de un par como:

$$C_i = \frac{N_{comun}}{N_{halo}} \quad (4.1)$$

donde  $N_{comun}$  es el número de miembros en común entre el par identificado y el halo asociado, mientras que  $N_{halo}$  es el número de miembros del halo asociado (número de galaxias en el halo con una diferencia en magnitud aparente menor a dos magnitudes respecto a la más brillante del halo). La completitud cuantifica la fracción de galaxias en un halo de materia oscura que están incluidas en algún par de galaxias identificado.

Por otro lado, se define la pureza individual ( $P_i$ ) como

$$P_i = \frac{N_{comun}}{N_{par}} \quad (4.2)$$

donde  $N_{par}$  es el número de miembros del par ( $N_{par} = 2$ ). La pureza cuantifica hasta qué punto las galaxias identificadas como miembros de un determinado par residen realmente en el mismo halo de materia oscura.

A partir de estas definiciones, se puede notar que si la completitud tiene un valor alto, significa que el par comparte la mayoría de sus miembros con el halo asociado (que se quiere identificar), mientras que si la completitud es baja, el halo asociado tiene varios miembros adicionales. Independientemente, hay dos valores posibles de pureza: si los miembros del par pertenecen al mismo halo, luego, la pureza es de 1, pero si los miembros del par está en diferente halo, la pureza es de 0.5.

Se considera que un par es “fiable” cuando sus dos miembros están en el mismo halo y éste no tiene miembros adicionales, es decir, cuando tiene valores altos de completitud y pureza individual al mismo tiempo. Aquellos valores de  $r_{p,max}$  y  $\Delta V_{max}$  del identificador,



con los que se obtenga un mayor número de pares fiables en el catálogo simulado, serán los parámetros elegidos para realizar la identificación. Por lo tanto, además de testear el código con las distancias 3D, se busca que se reproduzcan las pertenencias en los halos, exigiendo más al algoritmo debido a que se trabaja con redshifts fotométricos.

## 4.5 Elección de los parámetros del identificador

Como se comentó en la Sección anterior, se realizaron diferentes identificaciones en el catálogo mock variando sus parámetros, con la finalidad de encontrar la mejor combinación entre ellos para realizar la mejor identificación. Los valores de distancia proyectada máxima utilizada fueron  $r_{p,max} = 100, 150$  y  $200 h^{-1}$  kpc, y las diferencias de velocidad  $\Delta V_{max}$  variaron entre 500 y 2600  $\text{km s}^{-1}$ , de a saltos de 100  $\text{km s}^{-1}$ .

La Figura 4.2 muestra los promedios, expresados en porcentaje, de los valores de completitud y pureza individual de los pares obtenidos para algunas de las elecciones de  $r_{p,max}$  y  $\Delta V_{max}$  que se analizaron. En el eje de las abscisas se pueden observar valores de  $\Delta V_{max}$ , mientras que en diferentes colores se puede ver los  $r_{p,max}$  usados: 100  $h^{-1}$  kpc en celeste, 150  $h^{-1}$  kpc en fucsia y 200  $h^{-1}$  kpc en naranja.

En los gráficos de completitud (Figura 4.2, panel izquierdo), se ve que su valor aumenta con  $\Delta V_{max}$  de manera similar para los 3 casos de  $r_{p,max}$ , alcanzando como máximo valores del  $\sim 70\%$  para  $r_{p,max} = 200 h^{-1}$  kpc. Esto muestra la exigencia de pedirle que las galaxias en un par sean las únicas galaxias del halo. En los gráficos de pureza (Figura 4.2, panel derecho), se puede ver que los valores obtenidos son estables alrededor del  $\sim 90\%$  en todo el rango de  $\Delta V_{max}$  para los 3 casos y, si bien son muy similares, el mayor se obtiene para  $r_{p,max} = 100 h^{-1}$  kpc.

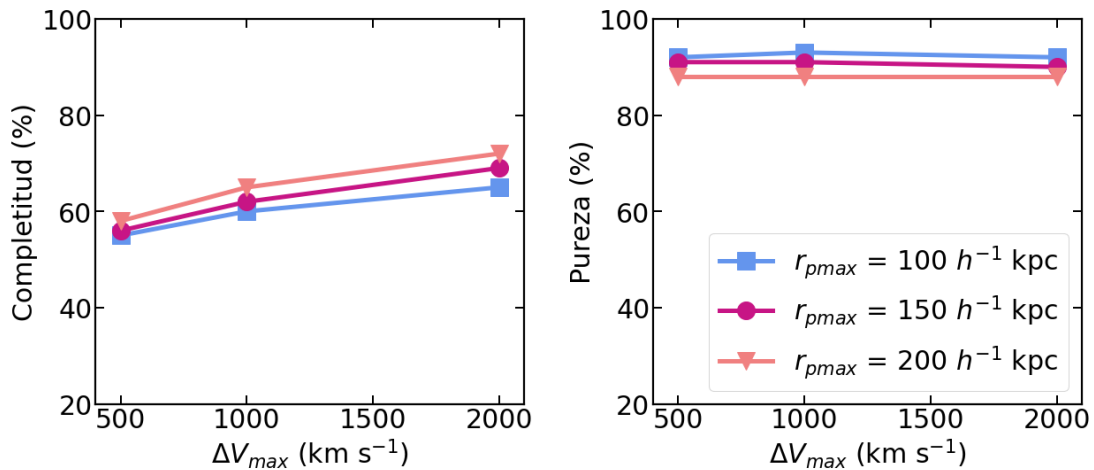


Figura 4.2: Valores medios, expresados en porcentaje, de la completitud individual (panel izquierdo) y pureza individual (panel derecho) de los pares obtenidos para diferentes  $r_{p,max}$  y  $\Delta V_{max}$ .

Teniendo en cuenta un compromiso entre la completitud y pureza, se decide utilizar

los valores de  $r_{p,max} = 150 h^{-1}$  kpc y  $\Delta V_{max} = 1000$  km s $^{-1}$  para la identificación de los pares, lo que brinda una completitud individual promedio del 62 % y una pureza individual promedio del 91 %.

Las razones de utilizar  $r_{p,max} = 150 h^{-1}$  kpc vienen dadas por el hecho de que es un valor intermedio entre los extremos probados. Se ve que para la completitud el valor más alto se obtiene para los  $200 h^{-1}$  kpc, pero para la pureza se invierte el resultado y es el más bajo. Entonces, se decide elegir un valor intermedio y que ya ha sido utilizado anteriormente en otros trabajos como se muestra en la Tabla 2.1.

La elección de  $\Delta V_{max} = 1000$  km s $^{-1}$  viene dada por el siguiente análisis. Como se puede apreciar, la pureza siempre está por encima del 88 % para cualquier valor de  $\Delta V_{max}$ , por lo que daría indistinto utilizar cualquier valor. Sin embargo, para el caso de la completitud, se obtienen valores más altos para  $\Delta V_{max}$  mayores. Se elige usar 1000 km s $^{-1}$  ya que, además de ser un valor intermedio, es un valor que se utilizó antes en la literatura, como se puede ver en la Tabla 2.1.

Los límites elegidos no son demasiado restrictivos, siendo lo suficientemente elevados para no perder posibles pares reales que poseen miembros muy separados y tener en cuenta las incertezas introducidas por los redshifts fotométricos. Así se evita reducir mucho el tamaño de la muestra, lo que puede ser un factor limitante en las estadísticas de los pares. Sin embargo, tampoco se eligen valores demasiado elevados para no alejarse de los encontrados en la literatura y seleccionar sistemas que no estén ligados gravitacionalmente.

# Capítulo 5

## Análisis y Resultados

Una vez probado el algoritmo, se lo aplica a la muestra de galaxias completa en flujo ( $14 \leq m_r \leq m_{lim} = 20.6$ ) del S-PLUS DR2 definida en la Sección 3.2. Realizando la identificación de los pares con  $r_{p,max} = 150 h^{-1}$  kpc y  $\Delta V_{max} = 1000$  km s $^{-1}$  y un aislamiento de  $3.r_{p,max}$  (Sección 4), se obtuvo una muestra de 2314 pares aislados.

En la Figura 5.1 se muestran 3 ejemplos de pares de galaxias obtenidos del S-PLUS a distintos redshifts. Para obtener estas imágenes se utilizaron las herramientas que provee el S-PLUS para visualización de campos (<https://splus.cloud/imagetools/12filter>). Las imágenes fueron obtenidas como una combinación de los 12 filtros del S-PLUS, con 300 píxeles de lado y están centradas en la galaxia central.

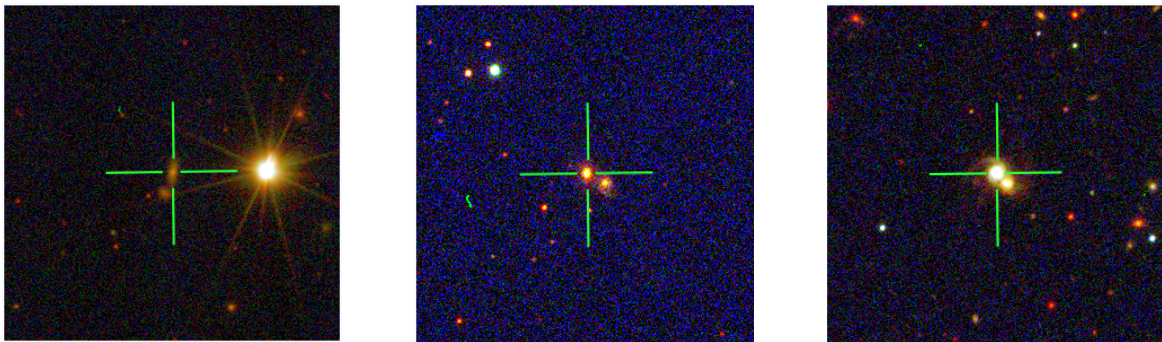


Figura 5.1: Ejemplos de pares de galaxias del S-PLUS, con colores obtenidos de la combinación de las 12 bandas S-PLUS, 300 píxeles de lado y centradas en la galaxia central. *Panel izquierdo:*  $z_{phot} = 0.15$ . *Panel central:*  $z_{phot} = 0.19$ . *Panel derecho:*  $z_{phot} = 0.07$ .

### 5.1 Caracterización de la muestra de pares

Para comenzar con el estudio de los pares obtenidos, se busca conocer como se comportan en función de las propiedades generales de los pares. A continuación se muestran diferentes distribuciones, todas ellas normalizadas por el número de objetos de la muestra.

En la Figura 5.2, en el panel superior izquierdo, se muestra la distribución de redshift ( $z_{phot}$ ) de la galaxia central del par ( $z_c$ , línea de trazos negra) y de la galaxia vecina ( $z_v$ , línea continua celeste). Se puede ver que la distribución es similar para ambas, donde se ve que crecen con  $z_{phot}$ , teniendo una mayor concentración entre  $z_{phot} = 0.1$  y  $0.2$ , y poseen un valor medio de  $z_{phot} = 0.15$ . Las distribuciones decrecen a redshifts mayores hasta aproximadamente  $z_{phot} = 0.35$ , donde cae mucho el número de centros.

En la Figura 5.2, panel superior derecho, se ve la distribución de la distancia proyectada ( $r_p$ ) entre los miembros del par. Se observa que, en general, la distribución aumenta a medida que  $r_p$  lo hace. Esto último indicaría que hay una mayor cantidad de pares con mayores distancias proyectadas entre los miembros. Esta tendencia también se observa, por ejemplo, en la muestra de pares de Ellison et al. (2010).

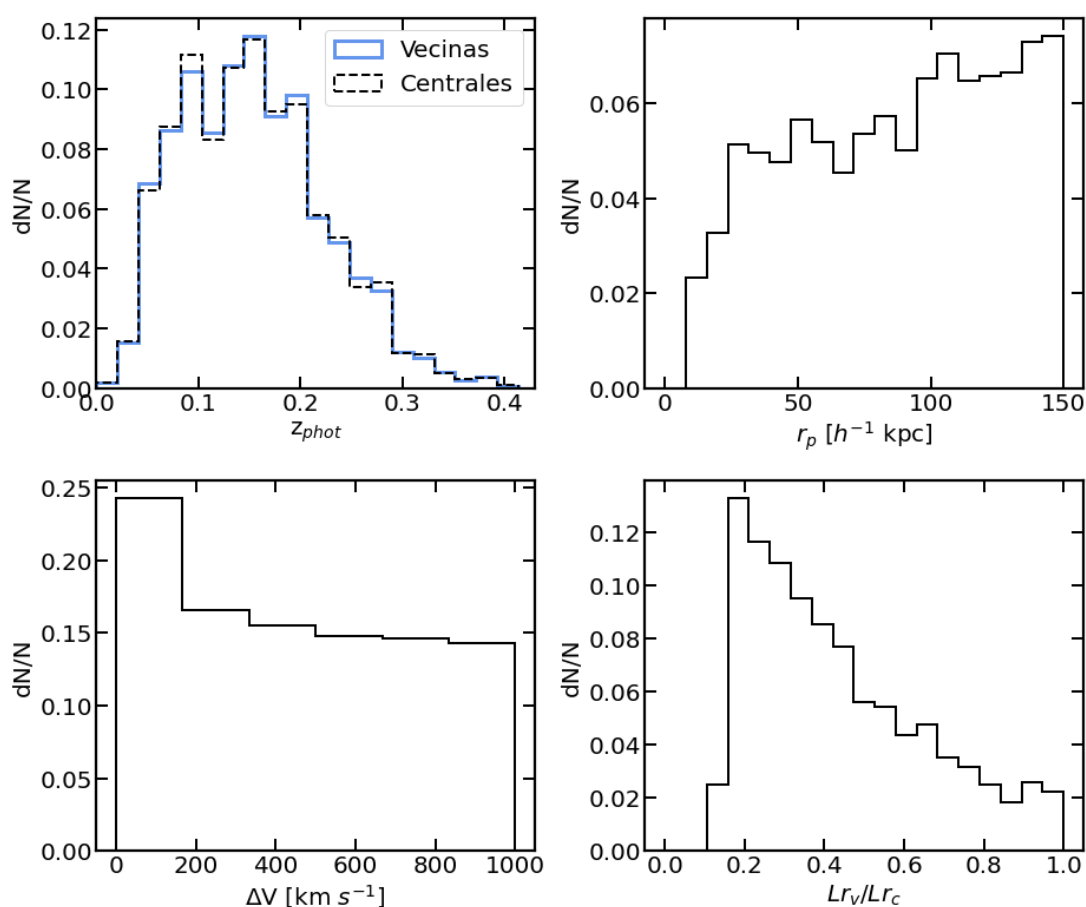


Figura 5.2: Distribuciones de distintas propiedades de la muestra de pares obtenida, normalizadas por el número de objetos de la muestra. *Panel superior izquierdo:* distribución de redshift ( $z_{phot}$ ) de la galaxia central del par (línea de trazos negra) y de la galaxia vecina (línea continua celeste). *Panel superior derecho:* distribución de la distancia proyectada ( $r_p$ ) entre los miembros del par. *Panel inferior izquierdo:* distribución de diferencia de velocidad ( $\Delta V$ ) entre los miembros del par. *Panel inferior derecho:* distribución del cociente de luminosidad en la banda  $r$  para la galaxia vecina y la central ( $L_{rv}/L_{rc}$ ).

En la Figura 5.2, panel inferior izquierdo, se observa la distribución de la diferencia de velocidad ( $\Delta V$ , Ecuación 2.3) entre los miembros del par. La distribución muestra un

máximo menor a  $\sim 200 \text{ km s}^{-1}$  y después mantiene un comportamiento estable. Aunque el  $\Delta V$  límite aplicado en la identificación es de  $1000 \text{ km s}^{-1}$ , se encuentra que más del 50% de los sistemas tienen  $\Delta V_{max} < 500 \text{ km s}^{-1}$ , lo que indicaría que la mayoría son sistemas interactuantes.

En la Figura 5.2 inferior derecha, se muestra la distribución del cociente de luminosidad en la banda  $r$  para la galaxia vecina y la central ( $Lr_v/Lr_c$ ), donde  $Lr_v/Lr_c = 10^{0.4(M_{r,c}-M_{r,v})}$ , con  $M_{r,c}$  y  $M_{r,v}$  las magnitudes absolutas de la galaxia central y la vecina respectivamente. Se puede notar que cuando el cociente tiene valores cercanos a la unidad, indica que la central y vecina son de luminosidades similares, mientras que si tiene valores más bajos, indica que la galaxia central es mucho más luminosa que la vecina. En el gráfico se ve que la distribución crece alcanzando un máximo en  $Lr_v/Lr_c \sim 0.2$  y después comienza a decaer, mostrando que en su mayoría las centrales son más luminosas que su vecina. Este comportamiento de decrecimiento de la distribución del cociente de luminosidades también se puede ver en la muestra del trabajo de Lambas et al. (2012).

Siguiendo con la caracterización de la muestra, en el panel izquierdo de la Figura 5.3 se puede ver como es la distribución de la magnitud absoluta en la banda  $r$  de la galaxia central del par ( $M_{r,c}$ ) en línea de trazos negra y de la galaxia vecina ( $M_{r,v}$ ) en línea continua celeste. Se puede notar como las galaxias vecinas tienen una distribución menos luminosa debido a la selección realizada para la construcción de la muestra.

En el panel derecho de la figura 5.3 se muestra la distribución de color ( $M_g - M_r$ ) para las galaxias en los pares. Se puede ver que se destaca un pico bien definido de galaxias más rojas, mientras que la distribución es menos pronunciada hacia colores más azules.

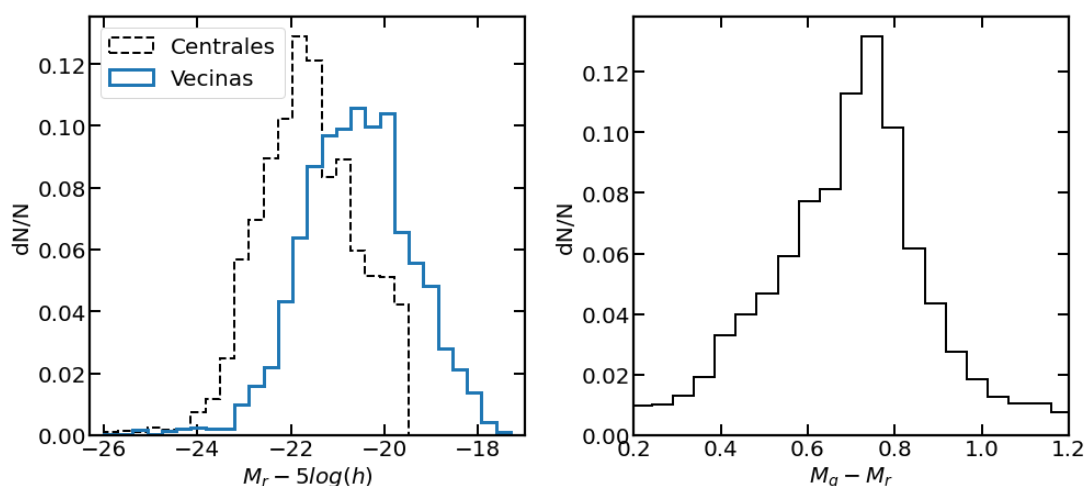


Figura 5.3: *Panel izquierdo:* distribución de la magnitud absoluta en la banda  $r$  ( $M_r - 5 \log(h)$ ) de la galaxia central del par (línea de trazos negra) y de la galaxia vecina (línea continua celeste), normalizada por el número de objetos de la muestra. *Panel derecho:* distribución de color  $M_g - M_r$  para las galaxias en los pares, normalizada por el número de objetos de la muestra.

## 5.2 Análisis de color

Con el objetivo de realizar un análisis fotométrico del color de los pares, como primera medida, se busca definir un criterio con el cual poder clasificar a las galaxias de los pares como azules o rojas. Esto se debe a que no se pueden elegir divisiones anteriormente utilizadas, ya que fueron aplicadas en otros catálogos y sistemas con características diferentes. Además, un corte constante en color para todo redshift podría llevar a viciar la clasificación.

En la Figura 5.4 se muestra la distribución de color ( $M_g - M_r$ ) de las galaxias de la muestra de pares divididas en 4 intervalos según la magnitud absoluta  $M_{r,c}$  de la galaxia central. Para dividir los intervalos de magnitud con un número similar de objetos, se utilizaron los percentiles 25, 50 y 75 de la distribución de  $M_{r,c} = -20.89, -21.66$  y  $-22.34$ . Las líneas de trazos naranjas muestran el valor medio de cada distribución. Se puede notar que a medida que el intervalo de magnitud es más brillante, el valor medio de cada distribución aumenta y se incrementa el número de galaxias rojas, disminuyendo la población de galaxias azules del histograma.

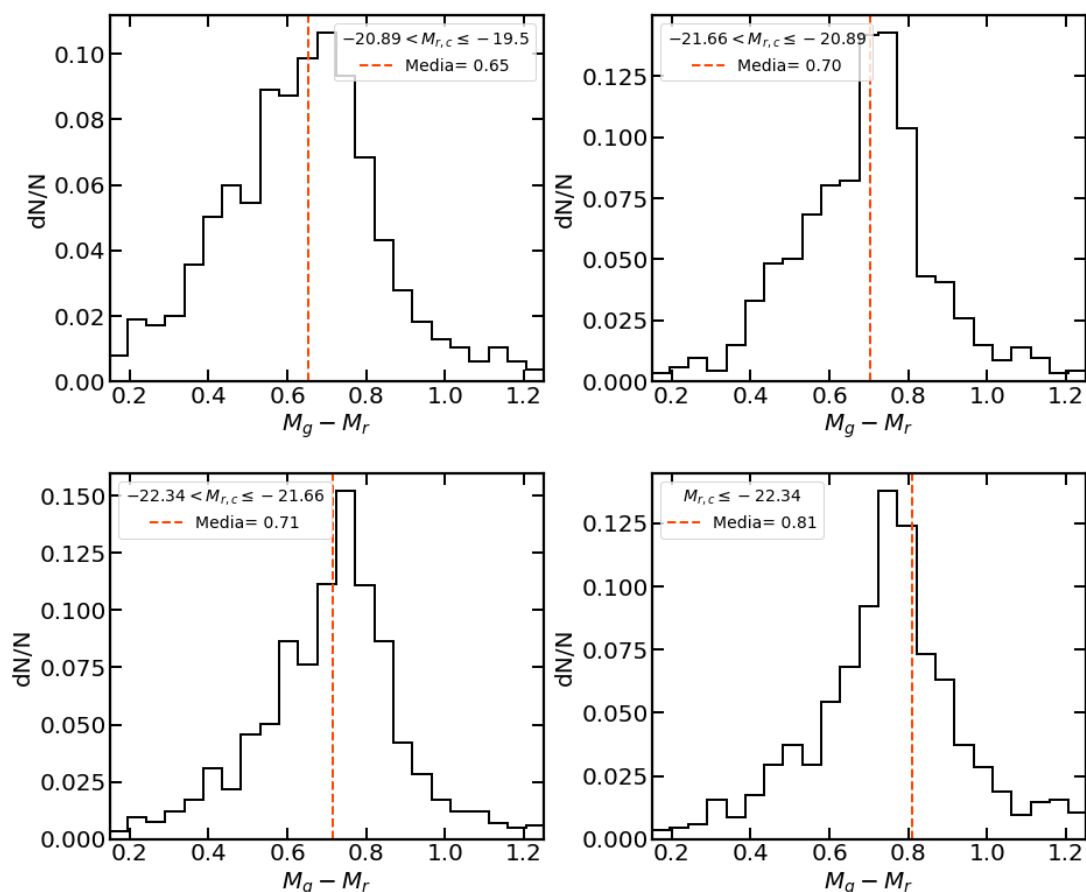


Figura 5.4: Distribución de color  $M_g - M_r$  de las galaxias en pares por bins de magnitud absoluta en la banda  $r$  de la galaxia central. En línea de trazos naranja se muestra el valor medio de la distribución en cada intervalo.

Esto también puede verse al notar que estas distribuciones de color pueden ser ajustadas por una doble Gaussiana en cada intervalo. Los resultados se presentan en la Figura 5.5, donde se muestran las dos Gaussianas ajustadas en líneas de trazos azul y roja y la suma de ellas en líneas de trazos negras. Las líneas continuas verticales muestran el valor medio de cada Gaussiana. En cada intervalo se encuentra una bimodalidad en color, donde para intervalos más brillantes la bimodalidad no es tan marcada y queda solo la parte de las galaxias más rojas. También se puede notar que el valor medio ( $\mu$ ) de la Gaussiana ajustada en los colores más rojos (línea vertical roja) aumenta a medida que el intervalo de magnitudes es más luminoso. Siguiendo la tendencia de lo encontrado por Baldry et al. (2004b) (Figura 1.2, Sección 2).

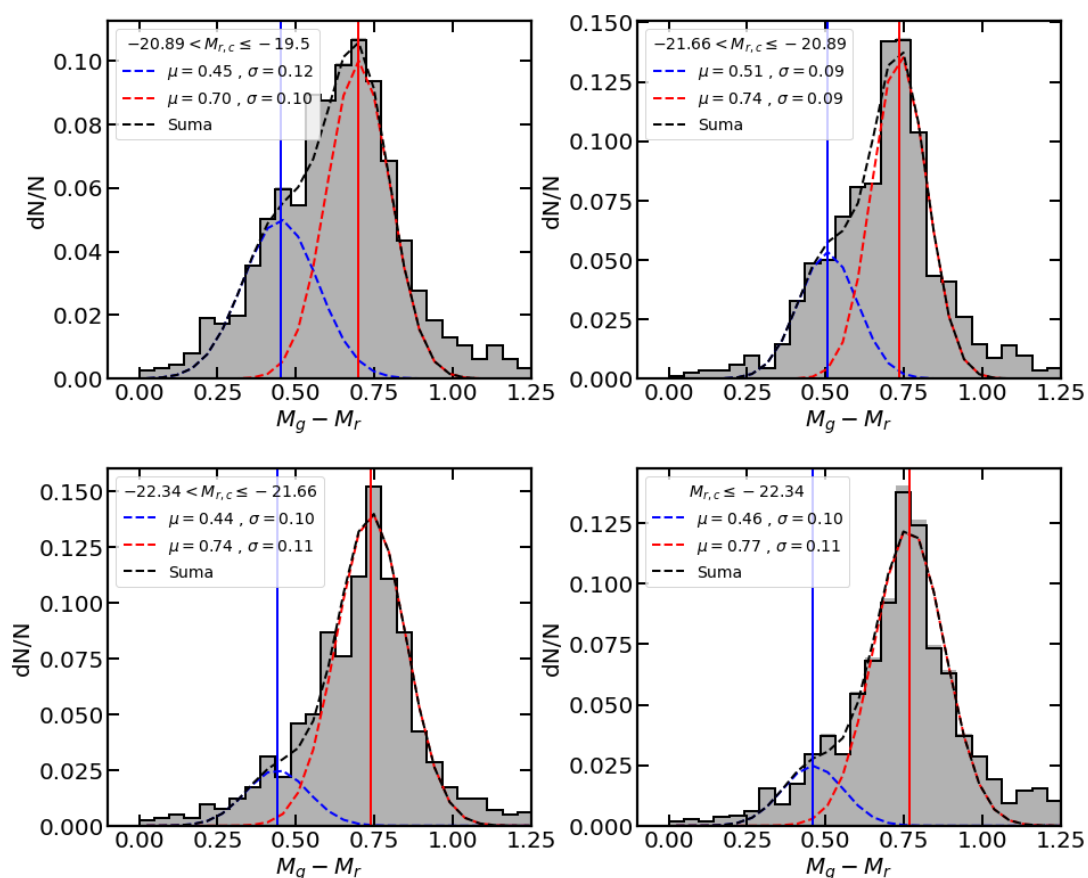


Figura 5.5: Distribución de color  $M_g - M_r$  de las galaxias en pares en diferentes intervalos de magnitud absoluta en la banda  $r$  de la galaxia central. En líneas de trazos azul y roja se muestran las dos Gaussianas ajustadas a la distribución. En líneas de trazos negras se muestra la suma de ellas. Las líneas continuas verticales muestran el valor medio de cada Gaussiana.

Por lo tanto, como las distribuciones de color van a depender de la magnitud absoluta y, por ende, del redshift, la separación de color para la muestra también va a depender de la magnitud absoluta. Luego, lo más conveniente es adoptar métodos que reflejen esta tendencia para dividir las galaxias entre rojas y azules.

### 5.2.1 Definición de galaxias rojas y azules

Para definir la separación entre la población de galaxias rojas y azules de los pares, se decide seguir los trabajos de [Cassata et al. \(2008\)](#) y [Balogh et al. \(2009\)](#). En estos trabajos de sistemas menores de galaxias lo que se busca es definir la secuencia roja en el diagrama color-magnitud (Sección 1.2) para luego, a partir de ella, determinar la división entre poblaciones rojas y azules.

[Cassata et al. \(2008\)](#) estudian la relación color  $M_u - M_b$  en función de la masa estelar para diferentes intervalos de redshift para una muestra de 1021 galaxias hasta  $z = 3$  en sistemas menores. Estos autores determinan visualmente el valle verde de la distribución global de color. Luego, seleccionan los objetos más rojos que el valle verde y ajustan la distribución de estas galaxias con una línea recta. Utilizando la pendiente de este ajuste, ajustan la secuencia roja en cada intervalo de redshift, dejando la ordenada al origen como parámetro libre. Finalmente, utilizan el mejor ajuste a la secuencia roja en cada intervalo y añaden un desplazamiento de -0.15 magnitudes para determinar la división entre las poblaciones rojas y azules, ya que consideran que ese desplazamiento es comparable a la dispersión de los objetos alrededor del ajuste a la secuencia roja.

Por otro lado, [Balogh et al. \(2009\)](#) realizan un estudio parecido pero aplicado a una muestra de 98 grupos de galaxias seleccionadas espectroscópicamente a  $0.25 < z < 0.55$ . Ellos analizan en este caso los gráficos de color  $M_d - M_r$  en función de magnitudes absolutas, en un único intervalo de redshift. De nuevo, ajustan una recta a la secuencia roja y definen un corte de color 0.15 mag más azul que este límite.

En base a estas ideas, para estudiar la población de rojas y azules en la muestra de galaxias en pares, se analiza la distribución de color ( $M_g - M_r$ ) en función de la magnitud absoluta en la banda  $r$ . De una inspección visual del diagrama color-magnitud de las galaxias en los pares (Figura 5.6), se puede notar una región más densa y de colores más rojos centrada en  $M_g - M_r \sim 0.7$ , indicando la presencia de la secuencia roja. Así mismo, se puede observar una nube más difusa hacia colores más azules y también una zona intermedia de menor densidad (el valle verde) separando las dos poblaciones. Por lo tanto, se va a buscar definir la secuencia roja en este diagrama.

Como las galaxias centrales y las vecinas pertenecen a diferentes volúmenes debido a los cortes en magnitud que presentan para la construcción de la muestra de pares, se decidió usar el peso de  $1V_{max}$  para construir una muestra limitada por volumen y estadísticamente completa dentro del rango de redshift. De esta manera, las galaxias son ponderadas con el peso  $V_{max}$ , donde  $V_{max}$  se define como la diferencia de volumen comóvil correspondiente a la distancia máxima y mínima hasta la cual es posible detectar la galaxia y todavía ser incluida en el catálogo, determinadas por el límite en magnitud aparente superior e



inferior de éste.

Para determinar la secuencia roja, se toman las galaxias con  $0.6 < M_g - M_r < 1$  y se calcula, en bins de magnitud absoluta, tanto la media como la media pesada por  $V_{max}$  del color en cada bin. En la Figura 5.6 se muestran en puntos rojos los valores medios y en cruces azules las medias pesadas. También se muestran las desviaciones estándar de esas cantidades como las líneas de error. Se puede notar que son indistinguibles ambos valores, ya que las correcciones por  $V_{max}$  fueron de un orden muy pequeño. Por ejemplo, la diferencia entre el valor del color medio sin pesar y pesado en el bin de magnitud absoluta más brillante es  $1,84 \times 10^{-4}$  y en el más débil es de  $1,71 \times 10^{-3}$ .

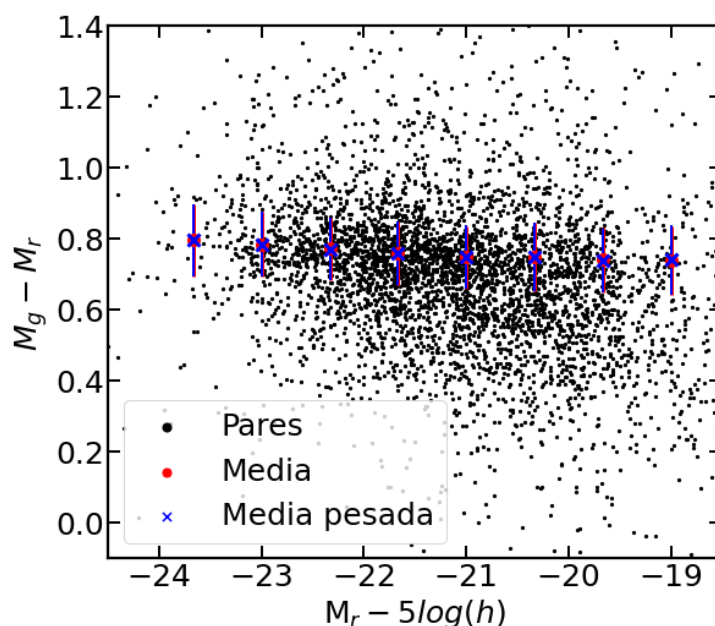


Figura 5.6: Diagrama color-magnitud de las galaxias en pares, marcando los valores de la media (puntos rojos) y media pesada por  $V_{max}$  (cruces azules) del color para la secuencia roja en el intervalo  $0.6 < M_g - M_r < 1$  y en bins de magnitud absoluta.

Para esos valores medios pesados por  $V_{max}$  del color se realiza un ajuste lineal y la recta resultante se toma como secuencia roja, la cual es mostrada en rojo en la Figura 5.7. Dada una recta de la forma  $y = ax + b$ , los parámetros de la recta de ajuste de la secuencia roja que se obtuvieron se muestran en la Tabla 5.1.

	<b>a</b>	<b>b</b>
Secuencia roja	$-0.0087 \pm 0.0024$	$0.579 \pm 0.051$
División color	$-0.0087 \pm 0.0024$	$0.469 \pm 0.051$

Tabla 5.1: Parámetros de la recta de ajuste de la secuencia roja y de la división entre galaxias rojas y azules para las galaxias en pares, dada una recta de la forma  $y = ax + b$  con  $a$  la pendiente y  $b$  la ordenada al origen.

Luego, para buscar a cuantas magnitudes por debajo de la secuencia roja se encuentra

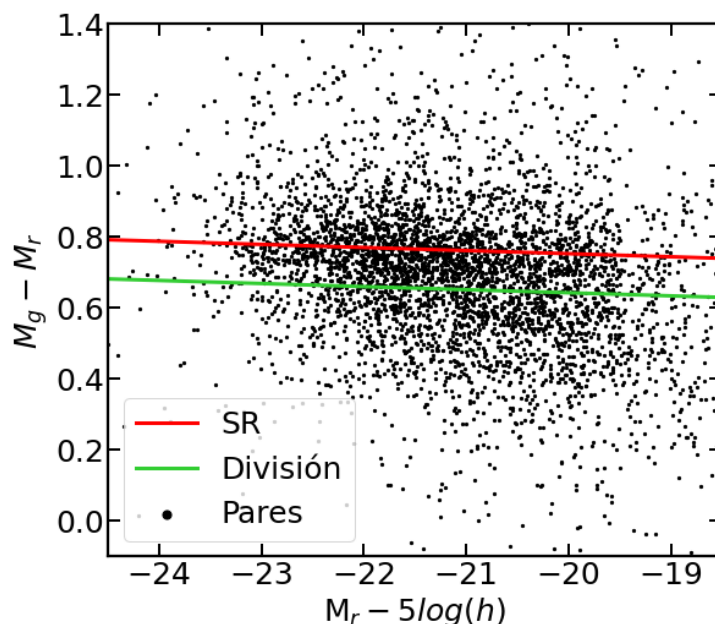


Figura 5.7: Diagrama color-magnitud de las galaxias en pares, donde se indica en color rojo el ajuste a la secuencia roja (SR) y en verde la recta adoptada como división entre galaxias rojas y azules.

la división entre galaxias rojas y azules, se ajusta una función Gaussiana a la distribución de color en el intervalo de color y magnitud donde se realizó el ajuste de la secuencia roja. El valor medio ( $\mu$ ) obtenido para la distribución es  $\mu = 0.74$  y la desviación estándar es  $\sigma = 0.11$ . El gráfico correspondiente al ajuste se muestra en el Anexo A.2.

Finalmente, se decide tomar  $1\sigma$  de la distribución por debajo de la secuencia roja para determinar la separación entre galaxias rojas y azules. La línea verde en la Figura 5.7 representa la división entre las dos poblaciones y los parámetros de la recta se muestran en la Tabla 5.1. Con esta separación definida, se la aplicó a la muestra de pares y se obtuvo 2887 (62.38 %) galaxias rojas y 1700 (36.73 %) galaxias azules.

### 5.2.2 Fracción de galaxias rojas

Una vez clasificadas las galaxias según sus colores, se realizaron diferentes análisis de las fracciones de galaxias rojas, tanto de las galaxias vecinas como de las centrales, en función de distintas propiedades de los pares.

Las fracciones de galaxias rojas quedan definidas como el cociente entre el número de rojas y el número total de galaxias. Para todos los casos, el cómputo de los errores se realiza con la técnica de *bootstrap*. Ésta es una técnica de remuestreo utilizada para estimar estadísticas de una población mediante el muestreo aleatorio de un conjunto de datos con reemplazo. Particularmente, se lo utiliza para cuantificar la incertidumbre de los valores medios de las fracciones.

Un análisis complementario que se realizó fue estudiar la dependencia de estas fraccio-

nes con la luminosidad. Para ello, se divide la muestra de pares en intervalos de magnitud absoluta con un número similar de objetos en cada uno utilizando los percentiles 25, 50 y 75 de la distribución de  $M_{r,c}$ .

A continuación se presentan los resultados obtenidos para las diferentes propiedades.

- Distancia proyectada:

En la Figura 5.8, se muestra la fracción de galaxias rojas en función de la distancia proyectada entre los miembros, para las galaxias centrales (en color fucsia) y para las vecinas (celeste). Para computar las fracciones se dividió la muestra en 5 bins igualmente espaciados de  $r_p$  y se calcularon las fracciones para cada bin. Los errores fueron realizados mediante la técnica de bootstrap en cada bin, con un remuestreo de  $n = 50$ .

Del gráfico podemos observar que la fracción de galaxias rojas es mayor para las galaxias centrales que para las vecinas para todos los rangos de  $r_p$ . En ambos casos, se ve que las fracciones se mantienen con una tendencia constante por encima del 50 %. Esto último muestra que hay una mayor y, aproximadamente constante, fracción de galaxias rojas sin importar la distancia proyectada entre los pares.

Respecto a esta tendencia, [Patton et al. \(2011\)](#) encuentran que las fracción de pares rojos varían poco en función de las distancias proyectadas con valores por encima del 60 %.

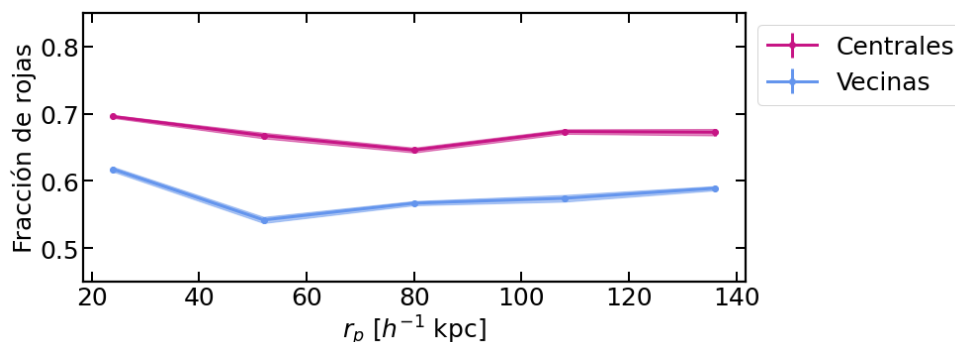


Figura 5.8: Fracción de galaxias rojas de la muestra de pares, tanto de galaxias vecinas (en color celeste) como de centrales (en fucsia), en función de la distancia proyectada entre los miembros.

De forma complementaria, se analizan las fracciones de vecinas y centrales rojas en función de la distancia proyectada para diferentes intervalos de magnitud absoluta de la galaxia central (Figura A.3 en el Anexo A.3). Se nota un crecimiento de la fracción de rojas, tanto para vecinas como para centrales, hacia intervalos de magnitudes más brillantes. De igual manera, la fracción de centrales rojas siempre es mayor que la de vecinas. Además, se puede notar que el comportamiento constante se pierde en la mayoría de los casos.

- Cociente de luminosidad:

La Figura 5.9 muestra la fracción de galaxias rojas en función del cociente de luminosidades en la banda  $r$  entre la vecina y la central ( $L_{r_v}/L_{r_c}$ ). El gráfico se realizó de la misma forma que se realizó el de la distancia protegada.

En este caso, se ve que la fracción de rojas centrales es bastante constante alrededor del 60-70%. En cambio, la fracción de vecinas va aumentando a medida que aumenta el cociente. Para valores bajos, la fracción de rojas es mayor para las centrales que las vecinas, pero cuando el cociente aumenta, el comportamiento se invierte en  $L_{r_v}/L_{r_c} \sim 0.65$ , donde a partir de allí, la fracción de galaxias rojas es mayor para las vecinas. Sin embargo, la fracción de rojas centrales no disminuye y sigue manteniendo un valor alto. Esto último nos dice que cuando las galaxias del par tienen luminosidades similares, hay una mayor cantidad de vecinas y centrales rojas con fracciones similares. Por otro lado, cuando las centrales son mas luminosas que las vecinas, las vecinas tienden a ser más azules.

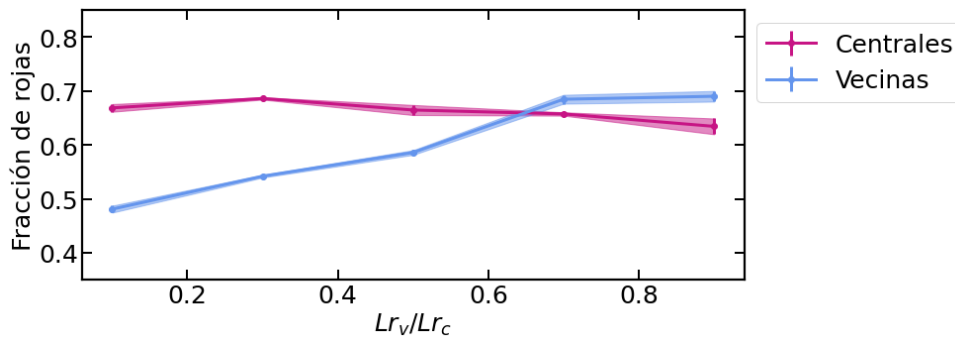


Figura 5.9: Fracción de galaxias rojas de la muestra de pares, tanto de galaxias vecinas (en color celeste) como de centrales (en fucsia), en función del cociente de luminosidades  $L_{r_v}/L_{r_c}$ .

Analizando las fracciones de vecinas y centrales rojas en función de  $L_{r_v}/L_{r_c}$  para diferentes intervalos de magnitud absoluta de la galaxia central (Figura A.4 del Anexo A.3), se encuentra que las fracciones de ambas aumentan hacia intervalos de magnitudes más brillantes. Además, se puede ver que la fracción de centrales rojas se mantiene constante y la de vecinas rojas es creciente (siguiendo la tendencia de la muestra total) para todos los intervalos de magnitud. Esto ocurre excepto para el caso de las magnitudes más brillantes, donde después de 0.65 (el último bin) comienzan a decaer las fracciones. Por otro lado, se observa que a medida que el cociente va aumentando, la diferencia entre las dos fracciones se va haciendo cada vez menor hasta que se igualan, en todos los casos.

- Diferencia de velocidad:

En la Figura 5.10, se muestra la fracción de galaxias rojas en función de la diferencia de velocidad entre los miembros del par. Ambas fracciones se mantienen constantes y por encima del 50%, siendo mayor para las galaxias centrales. Esto indica que el color no

muestra dependencia con  $\Delta V$ , dominando en todos los casos las fracciones de galaxias rojas.

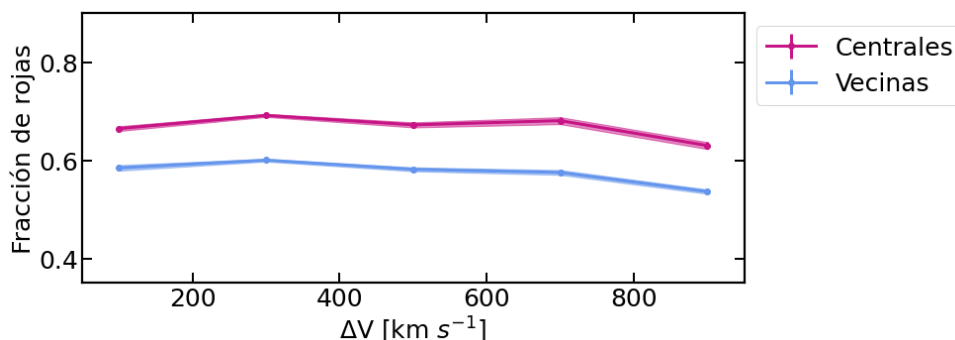


Figura 5.10: Fracción de galaxias rojas de la muestra de pares, tanto de galaxias vecinas (en color celeste) como de centrales (en fucsia), en función de la diferencia de velocidad entre los miembros del par.

Analizando las fracciones de vecinas y centrales rojas en función de  $\Delta V$  para diferentes intervalos de magnitud absoluta de la galaxia central (Figura A.5 del Anexo A.3), se encuentra que las fracciones de ambas aumentan hacia intervalos de magnitud más brillantes. El comportamiento, en general, se mantiene estable e igual a la total. Por lo tanto, esto sugiere que el comportamiento de la fracción de galaxias rojas con la diferencia de la velocidad no depende del redshift.

- Magnitud absoluta:

Por último, la Figura 5.11 muestra la fracción de galaxias rojas en función de la magnitud absoluta en la banda  $r$ , tanto para las vecinas como para las centrales. La muestra de galaxias centrales se divide en 5 bins y la de galaxias vecinas en 8, esto es para tener en cuenta el hecho que las centrales son más brillantes que -19.5, pero hay vecinas más débiles que esa magnitud.

Se puede notar que ambas fracciones disminuyen hacia las magnitudes más débiles. Esto también se observa de manera indirecta con el resto de las fracciones al estudiar sus comportamientos en distintos intervalos de magnitud absoluta. Ambas fracciones en general son similares, pero específicamente en el intervalo (-22, -20.5) son indistinguibles. Estos resultados están de acuerdo, por ejemplo, con el comportamiento de las fracciones de galaxias rojas en función de la magnitud absoluta en grupos de galaxias (Balogh et al., 2009).

### 5.2.3 Propiedades globales de los pares

Luego de analizar las galaxias individuales que conforman los pares, se decidió estudiar los sistemas como un todo. Es por esto que en esta sección se estudian las propiedades de

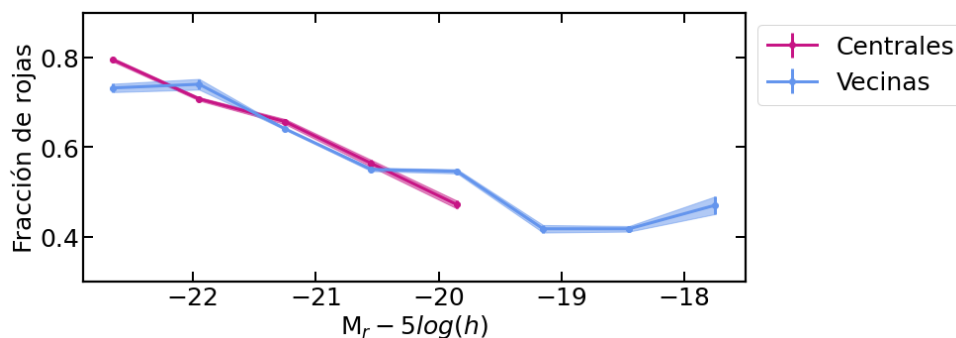


Figura 5.11: Fracción de galaxias rojas de la muestra de pares, tanto de galaxias vecinas (en color celeste) como de centrales (en fucsia), en función de la magnitud absoluta de las galaxias.

color globales de los pares. Para ello, se realiza una clasificación según los colores de sus galaxias.

Con el fin mencionado, se divide a los pares teniendo en cuenta si ambas galaxias del sistema son rojas (pares rojos), si las dos galaxias son azules (pares azules) o en el caso de que una de las galaxias sea roja y la otra azul (pares mixtos). En la Tabla 5.2 se muestran la cantidad de pares resultante para cada tipo. Se puede ver que la mayoría de los pares son rojos ( $\sim 43\%$ ) o mixtos ( $\sim 38\%$ ), mientras que la minoría de los pares tiene dos galaxias azules (18%).

Tipo de par	Número de pares
Rojos	993
Azules	412
Mixtos	873

Tabla 5.2: Clasificación de color para los pares de galaxias. En la primer columna se muestra el tipo de par: pares rojos (formados por dos galaxias rojas), pares azules (por dos azules) y pares mixtos (por una roja y una azul). En la segunda columna se muestra el número de pares obtenidos de cada tipo.

Posteriormente, se estudia la fracción de cada tipo de par en función de las distintas propiedades de los pares para conocer su comportamiento. Los resultados se muestran en la Figura 5.12, donde la fracción de pares rojos se muestra en fucsia, la de los pares azules en celeste y la de los pares mixtos en verde. De nuevo, en todos los casos, se dividió la muestra en bins igualmente espaciados, se calcularon las fracciones para cada bin y los errores fueron calculados mediante la técnica de bootstrap con un remuestreo de  $n = 50$ . En general, se nota la tendencia de que, independientemente de la propiedad, las fracciones de pares rojos es mayor, seguida por los mixtos y, por último y en menor medida, los azules.

En el panel superior de la Figura 5.12, se muestran las fracciones en función de la distancia proyectada. Se puede ver que las fracciones se comportan casi constantes, independientes del  $r_p$ . En general, la fracción de pares rojos y mixtos tienen un porcentaje

similar (alrededor de  $\sim 40\%$ ), salvo para los  $r_p$  menores donde la fracción de pares rojos es mayor. Para los azules, también se mantiene constante en  $\sim 18\%$ . Esto muestra que a medida que los miembros del par están más cercanas hay mayor probabilidad de que sean ambas rojas.

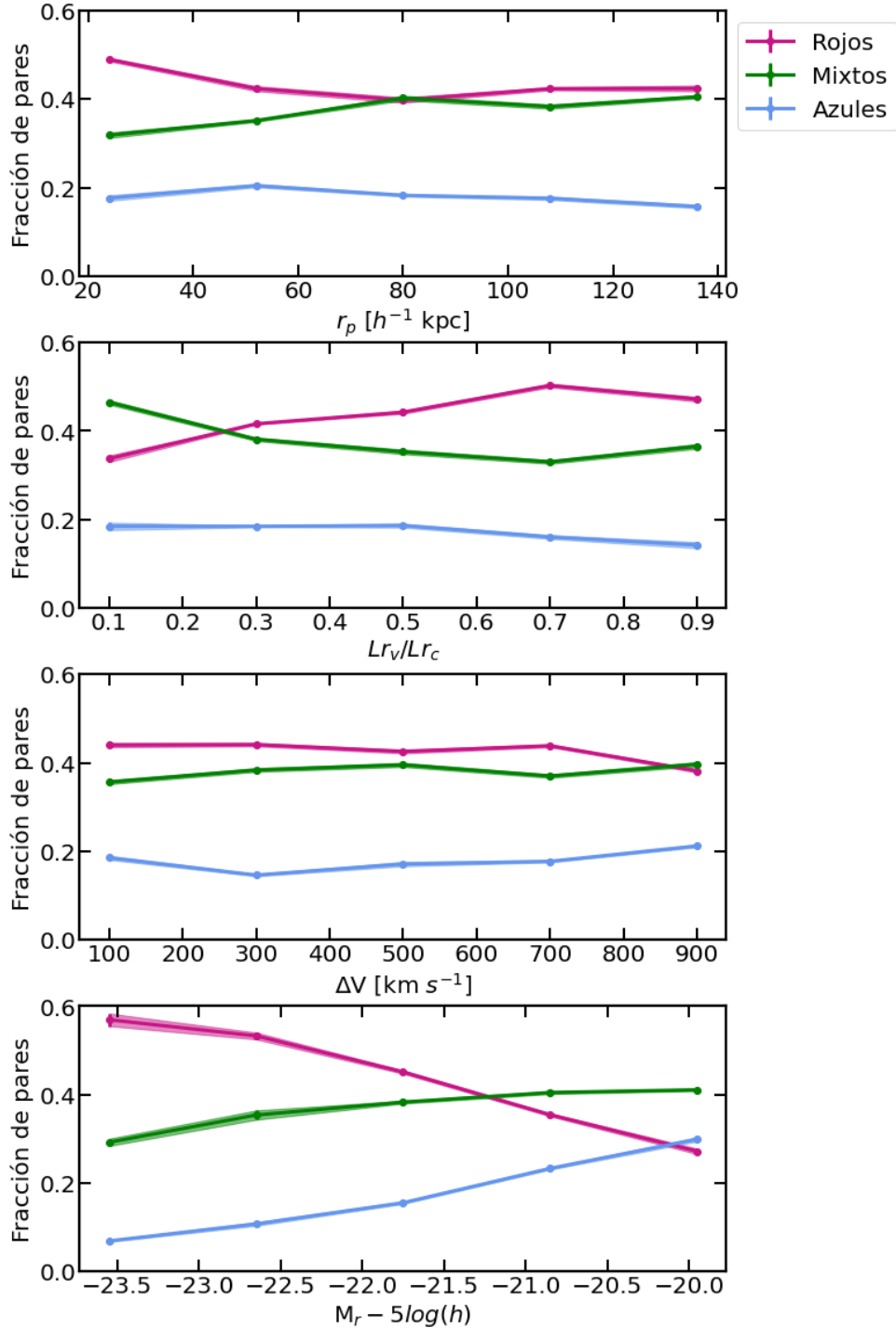


Figura 5.12: Fracción de los tipos de pares: pares rojos (en fucsia), pares mixtos (en verde) y pares azules (en celeste), en función (de arriba hacia abajo): de la distancia proyectada entre los miembros, el cociente de luminosidades  $L_{r_v}/L_{r_c}$ , la diferencia de velocidad y la magnitud absoluta de la galaxia central.

En el segundo panel de la Figura 5.12, se muestran las fracciones en función del cociente de luminosidades. Se puede ver que la fracción de pares azules se mantiene constante y por debajo del resto, alrededor del 18% con una leve tendencia a disminuir hacia cocientes mayores. Por otro lado, la fracción de pares rojos aumenta con el cociente desde 0.34 hasta 0.5 y la de los mixtos disminuye desde 0.46 hasta 0.33. Se puede notar que cuando el cociente es alto, es decir las galaxias tienen luminosidades más similares, la mayoría de los pares tiende a estar formado por dos galaxias rojas ( $\sim 50\%$ ). Pero cuando las luminosidades de los miembros difieren mucho, la fracción de pares rojos disminuye un poco y son más comunes los pares mixtos.

En el tercer gráfico de la Figura 5.12 se pueden ver las fracciones de pares en función de la diferencia de velocidad entre los miembros del par. En este caso, los 3 tipos de pares tienden a mantenerse constantes: los pares rojos en  $\sim 0.43$ , los mixtos en  $\sim 0.38$  y los azules en  $\sim 0.17$ . La única diferencia ocurre en el último bin donde se encuentra que las fracciones de rojos y mixtos se igualan en  $\sim 0.4$ .

Finalmente, en el último panel de la Figura 5.12 se muestran las fracciones según la magnitud absoluta en la banda  $r$  de la galaxia central. Se puede ver que las fracciones de pares azules y mixtos aumentan hacia magnitudes más débiles, mientras que la de rojos disminuye, todas de manera considerable. Los pares azules tienen una fracción muy cercana a cero hacia magnitudes brillantes mientras que aumenta hasta un 30% para magnitudes más débiles. La fracción de mixtos crece de forma menos rápida desde un 30% hasta un 40%. Y la fracción de rojos cae desde 57% hasta 30% igualándose con la fracción de azules. Por lo tanto, se nota que para magnitudes más brillantes la mayoría de pares son rojos mientras que hacia magnitudes más débiles el comportamiento se invierte.

### 5.3 Análisis de entorno

En esta sección se busca estudiar el entorno de los pares de galaxias. Si bien la muestra se construyó buscando pares aislados, un análisis de su entorno a través de su densidad puede mostrar como se relacionan estos sistemas con el resto de las estructuras. Con este fin, se utiliza la densidad local proyectada, la cual se obtiene a partir de las galaxias vecinas más cercanas proyectadas en el plano del cielo, dentro de su diferencia de velocidad radial.

Siguiendo los trabajos pioneros de Balogh et al. (2004) y Baldry et al. (2004a), se utiliza el área definida por la 5ta vecina más próxima a cada galaxia central (sin considerar su compañera), más brillantes que  $M_r - 5\log(h) \leq -20.5$  y dentro de  $\Delta V < 1000 \text{ km s}^{-1}$  para estimar la densidad local.

La densidad local de galaxias utilizada queda definida como:

$$\Sigma_5 = \frac{5}{\pi r_5^2} \quad (5.1)$$



donde  $r_5$  es la distancia proyectada desde la galaxia central a la 5ta vecina más cercana. Se puede notar que mientras más chica sea el área, es decir, mientras más cerca se encuentre la vecina número 5 al centro, mayor será la densidad. Es decir el par se encuentra embebido en un ambiente de mayor densidad.

En la Figura 5.13 se muestra la distribución del logaritmo de la densidad local proyectada para los pares de galaxias. Se puede ver como la distribución está mayormente concentrada entre -1 y 0, alcanzando un valor medio de  $\log(\Sigma_5) = -0.448$  y muestra una asimetría hacia valores mayores. La distribución obtenida es similar a la encontrada en otras muestras de pares como las de Ellison et al. (2010); Patton et al. (2011); Lambas et al. (2012).

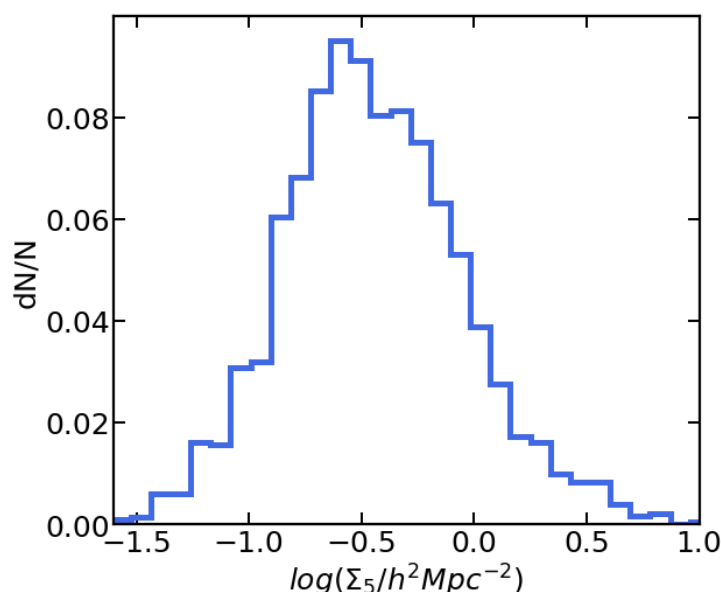


Figura 5.13: Distribución del logaritmo de la densidad local proyectada  $\log(\Sigma_5/h^2 \text{Mpc}^{-2})$  para los pares de galaxias.

La Figura 5.14 muestra la fracción de galaxias centrales rojas en función de la densidad proyectada. Como la densidad es calculada para las galaxias centrales, solo se estudian las fracciones de rojas centrales. Se puede notar que la fracción de rojas aumenta para densidades mayores. Esto indica que los sistemas con mayor porcentaje de centrales rojas, pueden estar embebidos en sistemas mayores, por más que se definió un aislamiento para los sistemas. Esta relación color-densidad es conocida en la literatura, trabajos como el de O'Mill et al. (2008) muestran la presencia de galaxias rojas en entornos más densos.

Se realiza un análisis extra del comportamiento de la fracción de centrales rojas en función de  $\Sigma_5$  para distintos intervalos de magnitud absoluta (Figura A.6 del Anexo A.3). En todos ellos se nota la tendencia a crecer o mantenerse constante de la fracción de centrales rojas hacia densidades mayores y magnitudes más brillantes.

Por otro lado, la Figura 5.15 muestra la fracción de los distintos tipos de pares en

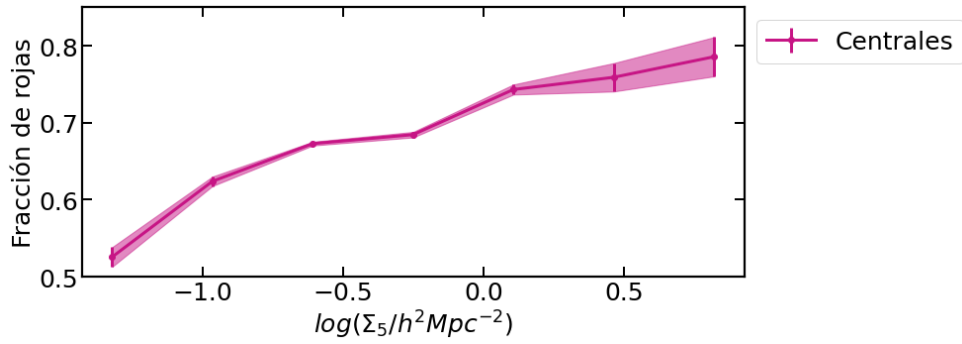


Figura 5.14: Fracción de galaxias centrales rojas en función de densidad local proyectada.

función de la densidad local proyectada. Se puede notar como a densidades mayores, las fracciones de pares azules decrecen, la de rojos aumenta y la de mixtos se mantiene aproximadamente constante. A bajas densidades, se encuentra que es similar las fracciones de los mixtos y rojos. Sin embargo, a altas densidades se nota un elevado porcentaje de pares rojos llegando hasta el 50 %, sugiriendo que estos sistemas tiene mayor probabilidad de encontrarse dentro de sistemas mas densos.

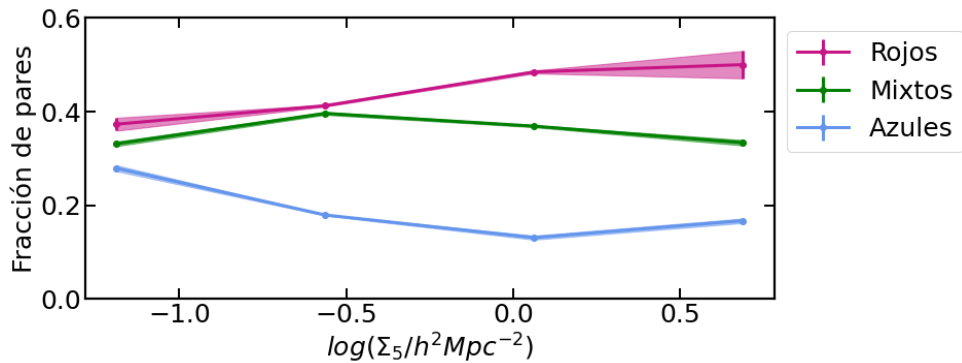


Figura 5.15: Fracción de los tipos de pares: pares rojos (en fucsia), pares mixtos (en verde) y pares azules (en celeste) en función de la densidad local proyectada.

# Capítulo 6

## Conclusiones

Este trabajo de licenciatura se planteó en torno al estudio de los sistemas menores de galaxias centrándose, en particular, en pares de galaxias. Para poder llevar a cabo sus objetivos, fue necesario la familiarización con varias técnicas de aprendizaje automático y estadística y herramientas numéricas útiles para el manejo de grandes catálogos. Sumado al conocimiento adquirido sobre las propiedades e identificación de los pares de galaxias.

A continuación se presenta un resumen y las conclusiones llegadas en este trabajo.

- Para identificar a los pares se utilizó una muestra de galaxias completa en flujo ( $14 \leq m_r \leq m_{lim} = 20.6$ ) del S-PLUS DR2, un relevamiento puramente fotométrico, con 12 filtros entre angostos y anchos. Con el objetivo de trabajar con un catálogo puramente de galaxias, se utilizaron las clasificaciones de estrellas/galaxias de los catálogos Gaia DR3 y SDSS DR17. Se utilizaron estos catálogos ya que ambos cuentan con una clasificación independiente y comparten la misma región del cielo que el S-PLUS. Para los objetos que no están presentes en esos catálogos se utilizó la clasificación proporcionada por el S-PLUS DR2, eligiendo a aquellos objetos que tienen una probabilidad de ser galaxias mayor a 0.7.
- Para la obtención de la muestra de pares de galaxias aislados, se decidió seguir con un enfoque tradicional para la identificación de sistemas, similar a los aplicados a surveys espectroscópicos. Para considerar las incertidumbres del redshift fotométrico de los datos se introdujeron algunos cambios y mejoras a los códigos utilizados en [O'Mill et al. \(2012\)](#) y [Rodriguez et al. \(2020\)](#). La muestra resultante de pares es la primera realizada en el catálogo S-PLUS.
- Con el fin de testear el algoritmo de identificación, se utilizó un catálogo simulado que reproduce las propiedades físicas del S-PLUS DR2. A partir del análisis de la completitud y pureza individual de los pares, se eligieron los valores de  $r_{p,max} = 150 h^{-1}$  kpc y  $\Delta V_{max} = 1000$  km s $^{-1}$  y un criterio de aislamiento de  $3r_{p,max}$  para

identificarlos. Estos valores implican una completitud individual promedio del 62 % y una pureza individual promedio del 91 %.

- La muestra resultante de pares estuvo compuesta por 2314 pares aislados y se realizó un estudio de sus propiedades. Tanto las galaxias centrales como las vecinas tienen una distribución de redshift similar y llegan hasta  $z_{phot} \sim 0.35$ . Por otro lado, sus distribuciones de magnitud absoluta en la banda  $r$  son diferentes, siendo las centrales más luminosas por como se construyó la muestra.
- Se obtuvo que la cantidad de pares aumenta hacia mayores distancias proyectadas.
- En cuanto a la distribución de la diferencia de velocidades, se encontró que, si bien el límite de velocidades máximas que se eligió para la selección de los pares es de  $\Delta V_{max} = 1000 \text{ km s}^{-1}$ , más del 50 % de los sistemas tienen  $\Delta V_{max} < 500 \text{ km s}^{-1}$ , lo que sugiere que serían sistemas físicos.
- Del análisis del cociente de luminosidades se pudo notar que, a medida que la galaxia central es mucho más luminosa que su vecina, el número de pares aumenta, mientras que la cantidad decrece cuando ambas tienen luminosidades similares.
- Por otro lado, se realizó un análisis del color de las galaxias en los pares. Motivado por el hecho que la separación de color depende de la magnitud absoluta, se definió una división entre galaxias rojas y azules basada en el desplazamiento de  $1 \sigma$  del ajuste de la secuencia roja de los pares. Este  $\sigma$  fue obtenido de la distribución de color en el intervalo que se realizó el ajuste. Para obtener una muestra estadísticamente completa, se utilizó el método  $1/V_{max}$  para pesar los objetos. Sin embargo, se notó que las correcciones no son significativas. Al aplicar la división obtenida entre las galaxias, se observa que, según esta definición, la muestra presenta una mayoría de galaxias rojas (62 %).
- Se realizó un análisis de la fracción de galaxias rojas vecinas y centrales en función de la distancia proyectada entre los miembros, del cociente de luminosidades, de la diferencia de velocidad y de la magnitud absoluta.
- Al ver los comportamientos de la muestra total, se encontró que las fracciones de centrales y vecinas rojas se mantienen casi independientes de la distancia proyectada y diferencia de velocidad en todo el rango estudiado. Las fracciones siempre se encuentran por encima del 50 % y es mayor para las centrales. Estos resultados están de acuerdo con [Patton et al. \(2011\)](#) para el caso del  $r_p$ .
- En el caso de las fracciones rojas en función de  $L_{r_v}/L_{r_c}$ , se obtuvo que cuando las galaxias del par son similares hay un mayor porcentaje de centrales y vecinas rojas. Sin embargo, este comportamiento se invierte cuando las centrales son más luminosas que las vecinas.

- También se pudo notar que las fracciones de galaxias rojas disminuyen hacia magnitudes más débiles, estudiando esto de manera directa, o de manera indirecta para las propiedades mencionadas anteriormente.
- Tomando a los pares como un todo según sus colores, se obtuvo que la mayoría de ellos está formado por 2 galaxias rojas (43 %) o por una roja y otra azul (38 %). De igual manera, se analizó la fracción de pares según las distintas propiedades.
- De las fracciones de los tipos de pares en función de  $r_p$  y  $\Delta V$ , se obtuvo que hay una mayor de fracción de pares rojos, seguida por la fracción de pares mixtos y luego por pares azules y se comportan de manera aproximadamente constante.
- La fracción de pares en función de  $Lr_v/Lr_c$  muestra un comportamiento es similar, pero con una leve tendencia a crecer la fracción de pares rojos y disminuir la de mixtos a medida que las galaxias del par tienen luminosidades similares.
- Por otro lado, se encontró una marcada diferencia entre las fracciones de los pares en función de la magnitud absoluta. Los pares azules y mixtos disminuyen fuertemente hacia magnitudes más luminosas, mientras que los rojos aumentan y son mayoría.
- Finalmente, al analizar el entorno de los pares a través de la densidad local proyectada, se pudo observar que la fracción de galaxias rojas crece a medida que la densidad aumenta. A bajas densidades se incrementan las poblaciones de pares azules, mientras que a altas densidades aumentan los pares rojos y mixtos. Esto indicaría una mayor probabilidad de que los pares rojos de esta muestra estén embebidos en sistemas mayores. Estos resultados concuerdan con trabajos previos de la literatura.

Si bien son muy pocos los trabajos de pares puramente fotométricos, los resultados de este trabajo son alentadores ya que es el primer trabajo en el catálogo S-PLUS dedicado a sistemas menores de galaxias. Además los resultados de este trabajo concuerdan con los estudios de sistemas menores de la literatura, independiente de los datos.

# Bibliografía

- Abadi M. et al., 2016, arXiv e-prints, arXiv:1605.08695
- Abazajian K. N. et al., 2009, ApJS, 182, 543
- Abdurro'uf et al., 2022, ApJS, 259, 35
- Abell G. O., 1958, ApJS, 3, 211
- Almeida-Fernandes F. et al., 2022, MNRAS, 511, 4590
- Almosallam I. A., Jarvis M. J., Roberts S. J., 2016, MNRAS, 462, 726
- Alonso M. S., Lambas D. G., Tissera P., Coldwell G., 2007, MNRAS, 375, 1017
- Argudo-Fernández M. et al., 2015, A&A, 578, A110
- Arnouts S., Cristiani S., Moscardini L., Matarrese S., Lucchin F., Fontana A., Giallongo E., 1999, MNRAS, 310, 540
- Baldry I. K., Balogh M. L., Bower R., Glazebrook K., Nichol R. C., 2004a, in American Institute of Physics Conference Series, Vol. 743, The New Cosmology: Conference on Strings and Cosmology, Allen R. E., Nanopoulos D. V., Pope C. N., eds., pp. 106–119
- Baldry I. K., Balogh M. L., Bower R. G., Glazebrook K., Nichol R. C., Bamford S. P., Budavari T., 2006, MNRAS, 373, 469
- Baldry I. K., Glazebrook K., Brinkmann J., Ivezić Ž., Lupton R. H., Nichol R. C., Szalay A. S., 2004b, ApJ, 600, 681
- Balogh M. L., Baldry I. K., Nichol R., Miller C., Bower R., Glazebrook K., 2004, ApJL, 615, L101
- Balogh M. L. et al., 2009, MNRAS, 398, 754
- Barnes J. E., Hernquist L., 1996, ApJ, 471, 115
- Barton E. J., Geller M. J., Kenyon S. J., 2000, ApJ, 530, 660

- Bell E. F. et al., 2004, *ApJ*, 608, 752
- Benítez N., 2000, *ApJ*, 536, 571
- Benitez N. et al., 2014, arXiv e-prints, arXiv:1403.5237
- Bianchi L., Shiao B., Thilker D., 2017, *ApJS*, 230, 24
- Bishop C., 1994, Mixture density networks. Workingpaper, Aston University
- Blanton M. R. et al., 2003, *ApJ*, 594, 186
- Blanton M. R., Roweis S., 2007, *AJ*, 133, 734
- Brammer G. B., van Dokkum P. G., Coppi P., 2008, *ApJ*, 686, 1503
- Carlberg R. G., Pritchett C. J., Infante L., 1994, *ApJ*, 435, 540
- Carrasco Kind M., Brunner R. J., 2013, *MNRAS*, 432, 1483
- Cassata P. et al., 2008, *A&A*, 483, L39
- Cenarro A. J. et al., 2019, *A&A*, 622, A176
- Chambers K. C. et al., 2016, arXiv e-prints, arXiv:1612.05560
- Chengalur J. N., Salpeter E. E., Terzian Y., 1996, *ApJ*, 461, 546
- Coil A. L. et al., 2006, *ApJ*, 638, 668
- Costa-Duarte M. V. et al., 2019, arXiv e-prints, arXiv:1909.08626
- Courtois H. M., Pomarède D., Tully R. B., Hoffman Y., Courtois D., 2013, *AJ*, 146, 69
- Crook A. C., Huchra J. P., Martimbeau N., Masters K. L., Jarrett T., Macri L. M., 2007, *ApJ*, 655, 790
- Cutri R. M. et al., 2003, 2MASS All Sky Catalog of point sources.
- Das A., Pandey B., Sarkar S., 2022, arXiv e-prints, arXiv:2207.03968
- Davis M., Efstathiou G., Frenk C. S., White S. D. M., 1985, *ApJ*, 292, 371
- Díaz-Giménez E., Mamon G. A., 2010, *MNRAS*, 409, 1227
- Dolag K., Borgani S., Murante G., Springel V., 2009, *MNRAS*, 399, 497
- Dressler A., 1980, *ApJ*, 236, 351
- Duplancic F., Coldwell G. V., Alonso S., Lambas D. G., 2018, *MNRAS*, 481, 2458

- Einasto M., Einasto J., 1987, MNRAS, 226, 543
- Eke V. R. et al., 2004, MNRAS, 348, 866
- Ellison S. L., Patton D. R., Simard L., McConnachie A. W., 2008, AJ, 135, 1877
- Ellison S. L., Patton D. R., Simard L., McConnachie A. W., Baldry I. K., Mendel J. T., 2010, MNRAS, 407, 1514
- Eriksen M. et al., 2019, MNRAS, 484, 4200
- Faber S. M. et al., 2007, ApJ, 665, 265
- Ferreras I. et al., 2017, MNRAS, 468, 607
- Firth A. E., Lahav O., Somerville R. S., 2003, MNRAS, 339, 1195
- Fukugita M., Ichikawa T., Gunn J. E., Doi M., Shimasaku K., Schneider D. P., 1996, AJ, 111, 1748
- Gaia Collaboration et al., 2016, A&A, 595, A1
- Gaia Collaboration et al., 2022, arXiv e-prints, arXiv:2208.00211
- Geller M. J., Huchra J. P., 1983, ApJS, 52, 61
- Gerke B. F. et al., 2007, MNRAS, 376, 1425
- Hernández-Toledo H. M., Avila-Reese V., Conselice C. J., Puerari I., 2005, AJ, 129, 682
- Holmberg E., 1958, Meddelanden fran Lunds Astronomiska Observatorium Serie II, 136, 1
- Hoyle B., Rau M. M., Bonnett C., Seitz S., Weller J., 2015, MNRAS, 450, 305
- Hubble E., 1929, Proceedings of the National Academy of Science, 15, 168
- Hubble E., Humason M. L., 1931, ApJ, 74, 43
- Ilbert O. et al., 2006, A&A, 457, 841
- Karachentsev I. D., 1972, Soobshcheniya Spetsial'noj Astrofizicheskoy Observatorii, 7, 1
- Kauffmann G., White S. D. M., Heckman T. M., Ménard B., Brinchmann J., Charlot S., Tremonti C., Brinkmann J., 2004, MNRAS, 353, 713
- Kennicutt, Robert C. J., Keel W. C., van der Hulst J. M., Hummel E., Roettiger K. A., 1987, AJ, 93, 1011



- Lambas D. G., Alonso S., Mesa V., O'Mill A. L., 2012, *A&A*, 539, A45
- Lambas D. G., Tissera P. B., Alonso M. S., Coldwell G., 2003, *MNRAS*, 346, 1189
- Larson R. B., Tinsley B. M., 1978, *ApJ*, 219, 46
- Le Fèvre O. et al., 2000, *MNRAS*, 311, 565
- López-Sanjuan C. et al., 2015, *A&A*, 576, A53
- López-Sanjuan C. et al., 2012, *A&A*, 548, A7
- Makarov D., Karachentsev I., 2011, *MNRAS*, 412, 2498
- Marín-Franch A. et al., 2012, in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, Vol. 8450, *Modern Technologies in Space- and Ground-based Telescopes and Instrumentation II*, Navarro R., Cunningham C. R., Prieto E., eds., p. 84503S
- Mendes de Oliveira C. et al., 2019, *MNRAS*, 489, 241
- Mesa V., Duplancic F., Alonso S., Coldwell G., Lambas D. G., 2014, *MNRAS*, 438, 1784
- Molino A. et al., 2020, *MNRAS*, 499, 3884
- Nakazono L. et al., 2021, *MNRAS*, 507, 5847
- Nelson D. et al., 2019, *Computational Astrophysics and Cosmology*, 6, 2
- Nottale L., Chamaraux P., 2018, *Astrophysical Bulletin*, 73, 310
- O'Mill A. L., Duplancic F., García Lambas D., Valotto C., Sodr e L., 2012, *MNRAS*, 421, 1897
- O'Mill A. L., Padilla N., García Lambas D., 2008, *MNRAS*, 389, 1763
- Padilla C. et al., 2019, *AJ*, 157, 246
- Park C., Choi Y.-Y., 2009, *ApJ*, 691, 1828
- Patton D. R., Carlberg R. G., Marzke R. O., Pritchett C. J., da Costa L. N., Pellegrini P. S., 2000, *ApJ*, 536, 153
- Patton D. R., Ellison S. L., Simard L., McConnachie A. W., Mendel J. T., 2011, *MNRAS*, 412, 591
- Patton D. R., Pritchett C. J., Yee H. K. C., Ellingson E., Carlberg R. G., 1997, *ApJ*, 475, 29

- Patton D. R., Qamar F. D., Ellison S. L., Bluck A. F. L., Simard L., Mendel J. T., Moreno J., Torrey P., 2016, *MNRAS*, 461, 2589
- Patton D. R., Torrey P., Ellison S. L., Mendel J. T., Scudder J. M., 2013, *MNRAS*, 433, L59
- Peterson S. D., 1979, *ApJS*, 40, 527
- Planck Collaboration et al., 2016, *A&A*, 594, A13
- Postman M., Geller M. J., 1984, *ApJ*, 281, 95
- Roberts M. S., Haynes M. P., 1994, *ARA&A*, 32, 115
- Rodriguez F., Gonzalez E. J., O'Mill A. L., Gaztañaga E., Fosalba P., Lambas D. G., Mezcua M., Siudek M., 2020, *A&A*, 634, A123
- Rodriguez F., Merchán M., 2020, *A&A*, 636, A61
- Rodriguez F., Merchán M., Sgró M. A., 2015, *A&A*, 580, A86
- Rodriguez F., Montero-Dorta A. D., Angulo R. E., Artale M. C., Merchán M., 2021, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 505, 3192
- Rogers B., Ferreras I., Kaviraj S., Pasquali A., Sarzi M., 2009, *MNRAS*, 399, 2172
- Sales L., Lambas D. G., 2005, *MNRAS*, 356, 1045
- Schlafly E. F., Meisner A. M., Green G. M., 2019, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 240, 30
- Schlegel D. J., Finkbeiner D. P., Davis M., 1998, *ApJ*, 500, 525
- Shanks T. et al., 2015, *MNRAS*, 451, 4238
- Skrutskie M. F. et al., 2006, *AJ*, 131, 1163
- Soares D. S. L., de Souza R. E., de Carvalho R. R., Couto da Silva T. C., 1995, *A&AS*, 110, 371
- Springel V., White S. D. M., Tormen G., Kauffmann G., 2001, *MNRAS*, 328, 726
- Strateva I. et al., 2001, *AJ*, 122, 1861
- Toomre A., Toomre J., 1972, *ApJ*, 178, 623
- Tully R. B., 1987, *ApJ*, 321, 280
- Woods D. F., Geller M. J., 2007, *AJ*, 134, 527

Xu C., Sulentic J. W., 1991, ApJ, 374, 407

Yang X., Mo H. J., van den Bosch F. C., 2006, ApJL, 638, L55

Yang X., Mo H. J., van den Bosch F. C., Jing Y. P., 2005a, MNRAS, 356, 1293

Yang X., Mo H. J., van den Bosch F. C., Jing Y. P., 2005b, MNRAS, 356, 1293

Yang X., Mo H. J., van den Bosch F. C., Jing Y. P., 2005c, MNRAS, 357, 608

Yang X. et al., 2021, ApJ, 909, 143

York D. G. et al., 2000, AJ, 120, 1579

# Apéndice A

## Anexo

### A.1 Características de los filtros S-PLUS

Filter	Effective Wavelength* (Å)	Width** (Å)	Depth for S/N > 3 (mag)	Comments
u	3536	352	21.0	Javalambre u
J0378	3770	151	20.4	[OII]
J0395	3940	103	19.9	Ca H+K
J0410	4094	201	20.0	H $\gamma$
J0430	4292	201	20.0	G-band
g	4751	1545	21.3	SDSS-like g
J0515	5133	207	20.2	Mgb Triplet
r	6258	1465	21.3	SDSS-like r
J0660	6614	147	21.1	H $\alpha$
i	7690	1506	20.9	SDSS-like i
J0861	8611	408	19.9	Ca Triplet
z	8831	1182	20.1	SDSS-like z

\* Wavelength corresponding to the middle point at half maximum.

\*\* Width at half maximum.

Figura A.1: Características de los 12 filtros del S-PLUS. Tabla extraída de [Nakazono et al. \(2021\)](#).

## A.2 Ajuste distribución de color

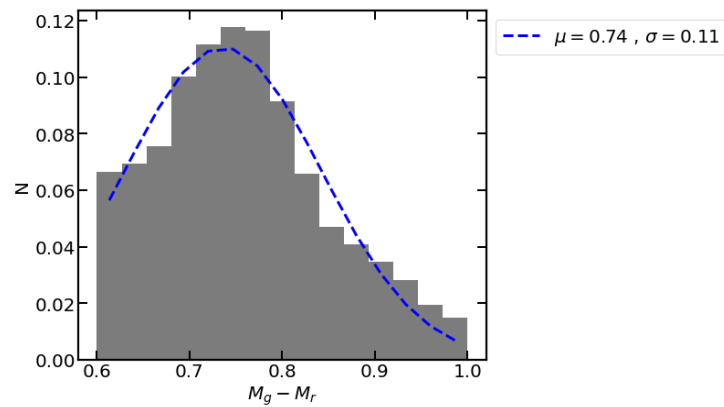


Figura A.2: Distribución de color en el rango de color y magnitud absoluta del ajuste de la secuencia roja de las galaxias en pares ( $0,6 < M_g - M_r < 1$  y  $-24 < M_r < -18$ ), ajustada por una función gaussiana de media  $\mu$  y desviación estándar  $\sigma$ .

### A.3 Fracción de Rojas

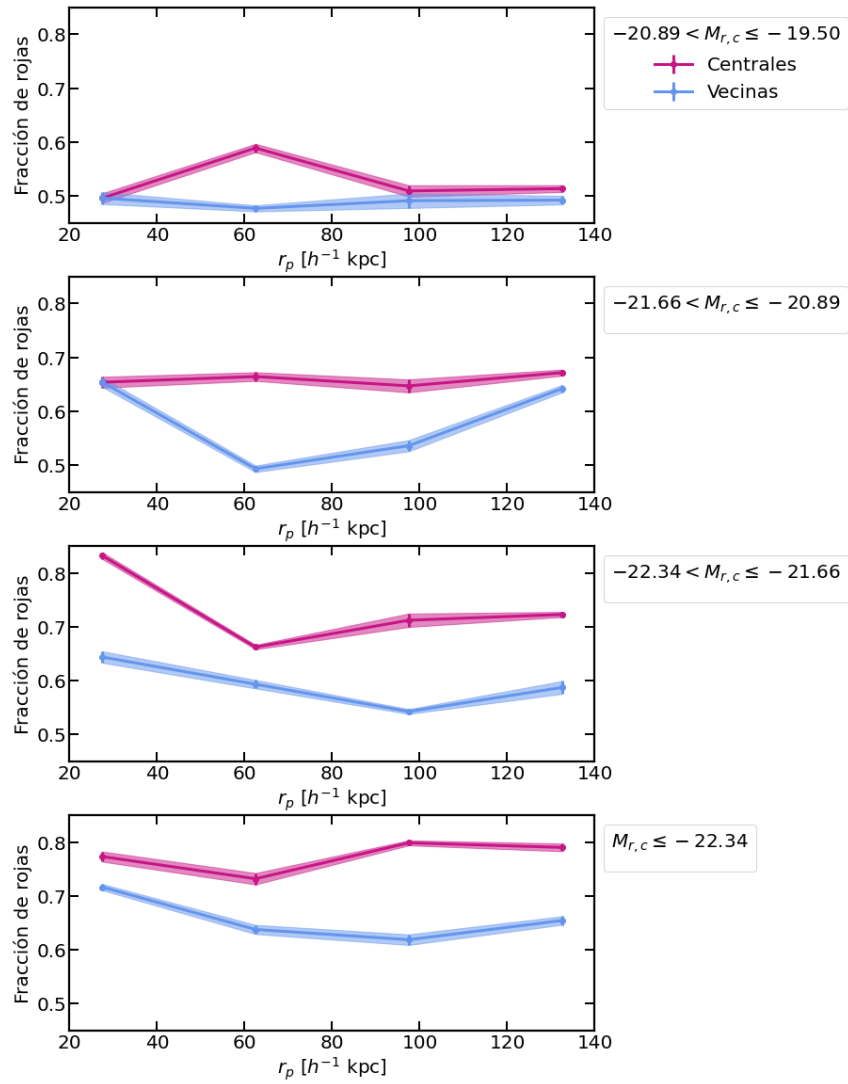


Figura A.3: Fracción de galaxias rojas de la muestra de pares, tanto de las galaxias vecinas (en color celeste) como de las centrales (en fucsia), en función de la distancia proyectada entre los miembros, para distintos intervalos de magnitud absoluta en la banda  $r$  de la galaxia central.

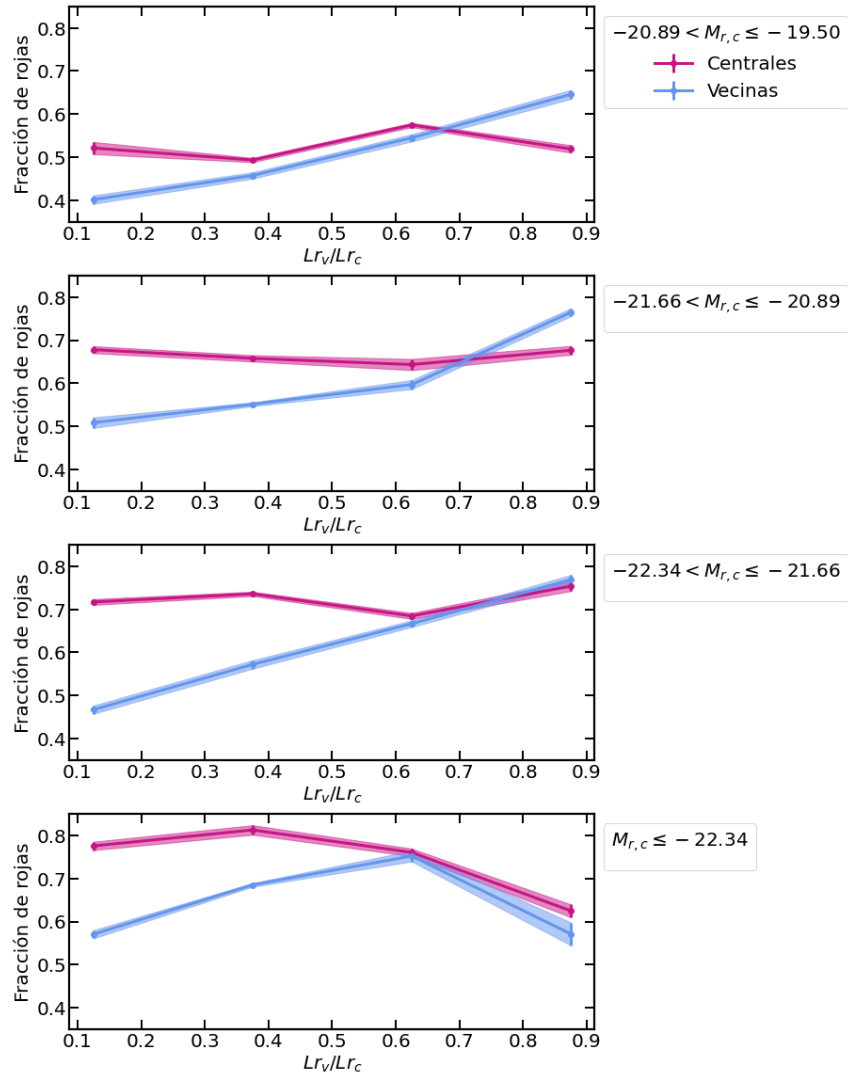


Figura A.4: Fracción de galaxias rojas de la muestra de pares, tanto de las galaxias vecinas (en color celeste) como de las centrales (en fucsia), en función del cociente de luminosidad en la banda  $r$  entre la vecina y la central, para distintos intervalos de magnitud absoluta en la banda  $r$  de la galaxia central.

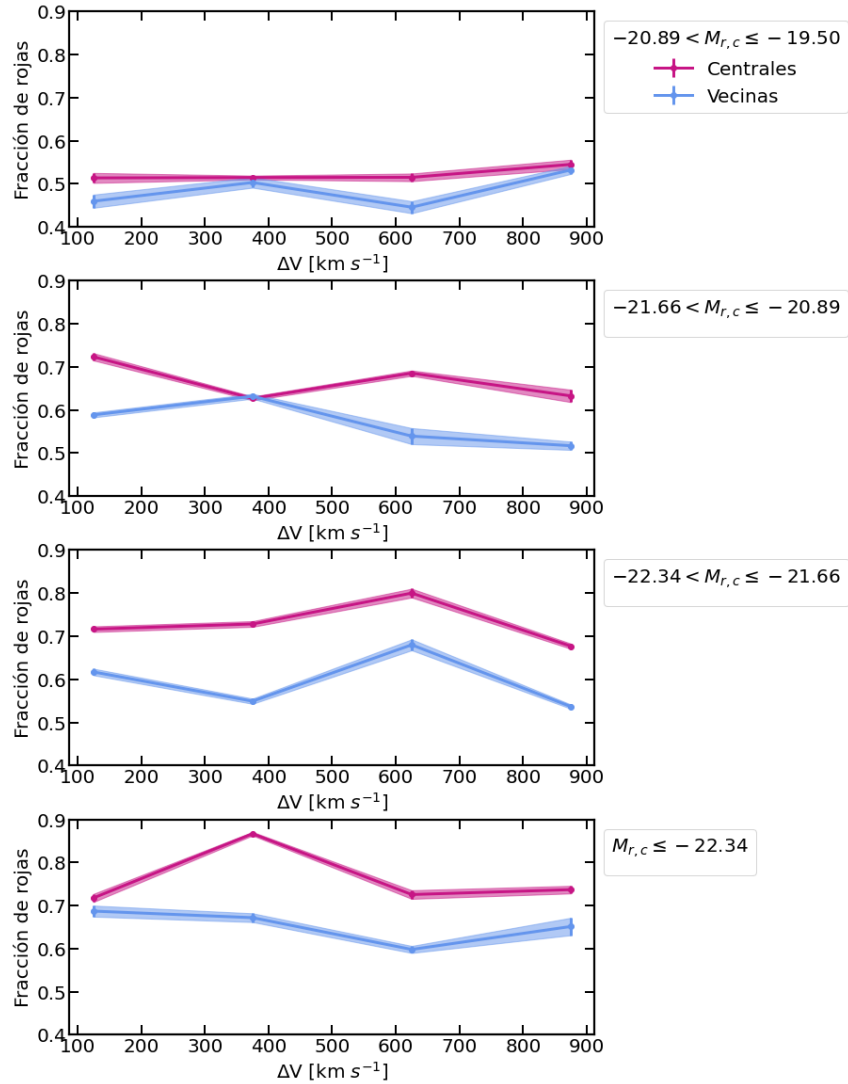


Figura A.5: Fracción de galaxias rojas de la muestra de pares, tanto de las galaxias vecinas (en color celeste) como de las centrales (en fucsia), en función de la diferencia de velocidad entre la vecina y la central, para distintos intervalos de magnitud absoluta en la banda  $r$  de la galaxia central.



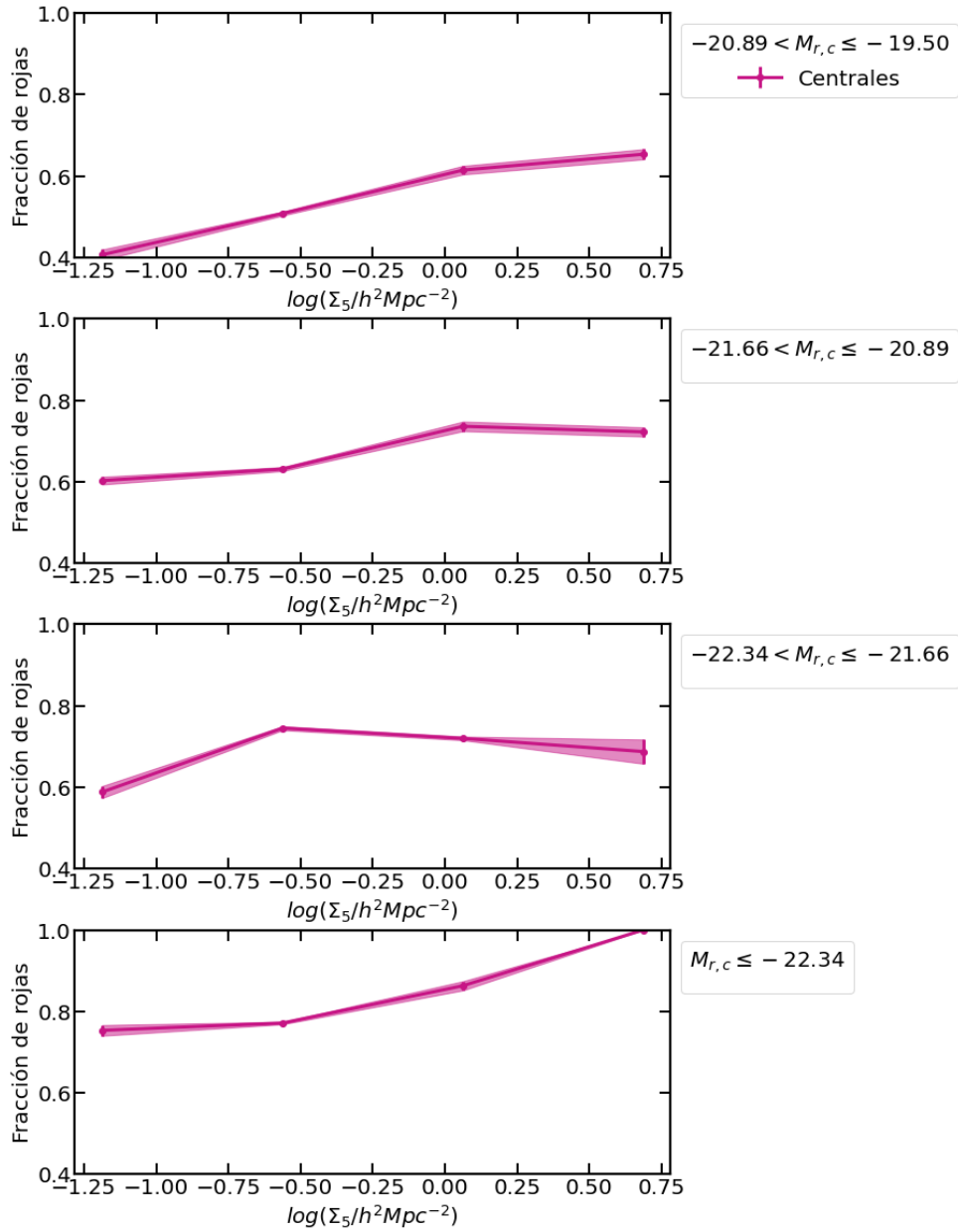


Figura A.6: Fracción de galaxias rojas centrales en función de la densidad local proyectada, para distintos intervalos de magnitud absoluta en la banda  $r$  de la galaxia central.