



**UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO**  
PROGRAMA DE POSGRADO EN ASTROFÍSICA  
INSTITUTO DE ASTRONOMÍA, C.U.

**TRANSFORMACIÓN MORFOLÓGICA DE GALAXIAS  
COMO FUNCIÓN DEL MEDIO AMBIENTE: LA  
FRACCIÓN DE BARRAS EN PARES DE GALAXIAS  
CON MORFOLOGÍA MIXTA (E/S0 + S/Irr)**

**PARA OPTAR POR EL GRADO DE  
MAESTRÍA EN CIENCIAS (ASTRONOMÍA)**

**PRESENTA**

**ABRAHAM MOISÉS MAGAÑA ZACARIAS**

**DIRECTORES**

**DR. HÉCTOR HERNÁNDEZ TOLEDO,**

INSTITUTO DE ASTRONOMÍA, C.U.

**DR. OCTAVIO VALENZUELA TIJERINO,**

INSTITUTO DE ASTRONOMÍA, C.U.

**MÉXICO, D.F.  
8 DE MAYO DE 2014**



Universidad Nacional  
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

**Biblioteca Central**



**UNAM – Dirección General de Bibliotecas**  
**Tesis Digitales**  
**Restricciones de uso**

**DERECHOS RESERVADOS ©**  
**PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL**

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

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

## Título en español

Transformación Morfológica de Galaxias como Función del Medio Ambiente: La Fracción de barras en Pares de Galaxias con Morfología Mixta (E/S0 + S/Irr)

## Title in English

Morphological Transformation of Galaxies as a Function of Environment: Bar Fraction of Galaxies in Mixed Morphology (E/S0 + S/Irr) Galaxy Pairs

**Resumen:** En esta tesis presentamos un estudio sobre la incidencia de barras utilizando un conjunto de imágenes CCD en filtros de banda ancha (BVRI) homogéneamente adquiridas en su mayoría con el telescopio de 1.5 m del Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Martír (OAN-SPM) y otros telescopios como el 2.1 m del Observatorio Guillermo Haro, Cananea, Sonora, que constituyen el catálogo óptico de todos los Pares Aislados de Galaxias con Morfología Mixta (E/S0 + S/Irr) en el hemisferio norte. Este conjunto de pares constituye una muestra estadísticamente completa (85%) hasta una magnitud límite en el azul  $m_B \sim 15.5$  mag, seleccionada con un criterio de aislamiento estricto con lo cual obtuvimos una muestra de pares en un ambiente bien controlado (sin mezcla de otros ambientes). En estudios recientes se ha demostrado tanto teóricamente como observacionalmente que las barras estelares en galaxias de disco pueden jugar un papel importante en la evolución de las galaxias. En esta tesis utilizamos este conjunto de observaciones homogéneamente procesadas para determinar la incidencia de barras en las componentes de disco de estos pares mixtos de galaxias y hemos estudiado las propiedades de las barras detectadas como función de parámetros de las galaxias anfitrionas y los parámetros orbitales de estos pares. Después de llevar a cabo una revisión cuidadosa de los métodos existentes en la literatura actual, hemos seleccionado e implementado los métodos más eficientes de detección de barras y los hemos complementado con nuestros propios procedimientos de imagen. Para identificar y caracterizar las barras en nuestra muestra de galaxias de disco utilizamos como método principal el método de ajuste de isofotas y complementamos nuestro análisis con la descomposición de Fourier del brillo superficial, así como con procedimientos digitales de imagen con la técnica Sharp Filtered Imaging y el ajuste a la distribución del brillo superficial usando modelos paramétricos del bulbo y del disco 2D (Galfit). Exploramos también las propiedades físicas observadas de las barras detectadas y tratamos de dar una descripción sencilla de la estructura de las barras en pares de galaxias. Comparamos los resultados contra los reportados en otros estudios en ambientes diferentes, principalmente en el campo y ambientes más ricos como grupos y cúmulos. Buscamos además alguna correlación entre las propiedades de las barras como función de los parámetros orbitales como la separación proyectada y la velocidad relativa entre componentes de los pares mixtos. Finalmente hicimos un estudio de la fracción de barras como función de la separación proyectada y de la velocidad relativa entre los componentes de los pares. Además estudiamos la fracción de barras como función del medio ambiente (Campo, Galaxias Aisladas, Pares, Tripletes, Grupos y Cúmulos) y realizamos el mismo estudio pero para la fracción de barras en galaxias lenticulares.

La distribución de magnitudes absolutas de esta muestra de pares mixtos en la banda B va desde -17.5 hasta -22.5 con un promedio de  $M_B = -20.3$  (ver figura 5.2). La distribución de velocidades radiales tiene un promedio de  $\sim 6369$  km/s y la distribución de distancias tiene un promedio de  $\sim 87.42$  Mpc (ver figura 5.3). Dadas estas velocidades y distancias

promedio y considerando el seeing típico de nuestras imágenes ( $2'' = 5$  pixeles) en este estudio no podemos detectar barras con longitudes menores a  $\sim 1$  kpc. La distribución de velocidades relativas entre las componentes de cada par tiene un valor promedio  $\Delta V \sim 200$  km/s y la distribución de separaciones proyectadas tiene un promedio de  $\sim 48$  kpc. La muestra original de pares mixtos consta de 119 sistemas de los cuales después de un proceso de reducción homogéneo excluimos 24 sistemas mixtos falsos principalmente porque mostraban morfologías (S + S) o (E + S0) y/o mostraban componentes con diferencias en corrimiento al rojo más grandes que 1000 km/s. Nuestra muestra final de pares aislados con morfología mixta (E/S0 + S/Irr) para esta tesis comprende de 95 sistemas mixtos. De las 190 galaxias que forman los 95 sistemas mixtos quitamos todas las galaxias elípticas (36 galaxias) y todas aquellas con inclinaciones  $i > 60^\circ$ , quedando un total de 114 galaxias de disco (50 lenticulares y 64 espirales) para realizar nuestro estudio. Para estas 114 galaxias de disco obtuvimos parámetros estructurales en la banda I como el radio de escala disco, el radio efectivo (para las galaxias S0), la elipticidad de la barra definida como el valor al máximo obtenido del perfil isofotal en la región de la barra ( $\epsilon_{max}$ ) y la longitud de la barra definida como la longitud donde la elipticidad alcanza su máximo ( $L_{max}^{bar}$ ).

Los resultados encontrados en esta tesis son los siguientes: De acuerdo con la ecuación 5.1 la fracción de barras total es  $29\% \pm 6\%$  (33/114). Por la manera en que esta construida la muestra (E/S0 + S/Irr) calculamos la fracción de barras para cada componente. Considerando la componente temprana, es decir, las galaxias lenticulares, la fracción de barras es  $24\% \pm 4\%$ . Por su parte si consideramos la componente tardía, es decir, las galaxias espirales, la fracción de barras es  $32\% \pm 4\%$ . Cuando dividimos la componente tardía (galaxias espirales) en espirales tempranas (Sa-Sb) y espirales tardías (Sbc-Sdm) la fracción de barras obtenida de acuerdo a la ecuación 5.2 es  $f_{bar,(Sa-Sb)} = 44\% \pm 4\%$  (15/34) para las espirales tempranas y  $f_{bar,(Sbc-Sdm)} = 20\% \pm 3\%$  (6/30) para las espirales tardías.

Para cada galaxia barrada determinamos los parámetros estructurales de las barras como elipticidad ( $\epsilon$ ), en donde encontramos un valor promedio de  $0.4 \pm 0.12$  (barras fuertes); longitud ( $L$ ) con un promedio de  $3 \pm 1.8$  kpc, longitud normalizada por el radio de escala ( $L/r_{esc}$ ) con un promedio de  $1.05 \pm 0.71$  (no son mayores a 2 radios de escala) y longitud normalizada por el radio óptico ( $L/R_{25}$ ) con un promedio de  $0.28 \pm 0.14$  (no rebasan el 30% del tamaño de su galaxia anfitrión; ver tabla 6.1).

En el Capítulo 1 hacemos una introducción del tema poniendo en contexto el problema propuesto en esta tesis, así como la motivación del mismo. En el Capítulo 2 describimos la muestra y los criterios de selección. En el Capítulo 3 describimos la técnicas de análisis de imágenes utilizadas en esta tesis. En el Capítulo 4 describimos la manera de como detectamos y caracterizamos las barras. En el Capítulo 5 presentamos y discutimos los resultados encontrados en esta tesis. En el Capítulo 6 mostramos las conclusiones de esta tesis.

**Palabras clave:** Galaxias: espirales — estructura — fotometría — parametros fundamentales

**Keywords:** Galaxies: spiral — structure — photometry — fundamental parameters.

# Declaración de Autoría

Unidad de Información, Bibliotecas del ICN y del IA

Universidad Nacional Autónoma de México

Circuito Exterior de Ciudad Universitaria

Apartado Postal 70-543

04510, México D.F.

Por medio de la presente Yo: **Abraham Moisés Magaña Zacarias**. Hago constar que soy titular intelectual de la obra denominada **Transformación Morfológica de Galaxias como Función del Medio Ambiente: La Fracción de barras en Pares de Galaxias con Morfología Mixta (E/S0 + S/Irr)** en virtud de lo cual autorizo a la Unidad de Información y Bibliotecas de los Institutos de Ciencias Nucleares y Astronomía a difundir en formato electrónico el contenido de mi trabajo recepcional.

---

Abraham Moisés Magaña Zacarias:

“

...

Me pregunto si las estrellas  
se iluminan con el fin  
de que algún día,  
cada uno pueda encontrar la suya...

”

El Principito

Antoine de Saint-Exupéry

Dedicado especialmente a:

Enrique Magaña Molina

*Con todo mi cariño y mi amor para la persona que ha hecho todo en la vida para que yo pudiera lograr mis sueños, por motivarme y darme la mano cuando sentía que el camino se terminaba, por ser mi padre y madre a la vez, pero sobre todo porque eres la persona que más admiro en este mundo.*

GRACIAS PAPÁ

## Agradecimientos



A la Universidad Nacional Autónoma de México por haberme brindado la oportunidad de formarme dentro de sus aulas.

Al Instituto de Astronomía por las facilidades que me fueron otorgadas durante todo el programa de posgrado y durante la elaboración de la presente tesis.

A cada uno de los miembros del jurado: Barbara Pichardo, Héctor Aceves, Ivanio Puerari, José Antonio de Diego, por haber aceptado revisar la presente tesis y por sus aportaciones para hacer de éste un mejor trabajo.

A mis tutores y directores de tesis Héctor y Octavio, por haberme apoyado durante y después de todo el programa de posgrado, por haber aprendido de ellos invaluable lecciones que mejoraron mi capacidad de superar las cosas y ser mejor cada día. Una mención especial para Miguel Ángel, por sus enseñanzas, tiempo y sobre todo por abrirme las puertas de su casa y estar pendiente de mí durante mi estancia en Johns Hopkins.

A mis hermanos Enrique y Gregorio por darme lo más lindo que tengo: mis sobrinitos Chucho e Ian, que me han hecho entender y disfrutar la vida de otra manera.

A mis amigos Luis, Mario, Miguel, José Francisco, Omar y Paty por compartir sus vidas desde hace mucho tiempo conmigo, por su apoyo y por ser las personas que nunca me han faltado en los momentos difíciles. A Magui por compartir su vida y tiempo conmigo.

A mis compañeros y amigos Mary, Mónica, John, Mony y Mayra que de una manera u otra han estado a mi lado apoyandome y que han sido parte importante durante mi etapa como estudiante en el Instituto de Astronomía. Especialmente a Patricia por estar en el momento en que necesitaba de alguien a mi lado, por su cariño, paciencia y comprensión que sin duda me motivaron a terminar con este trabajo.

A mis compañeros de trabajo y amigos Hugo, Juan y Rut por compartir su tiempo, trabajo y esfuerzo conmigo.

A todos ustedes, a mi familia y todos aquellos que forman y han formado parte de mi vida.

Muchas Gracias!



# Índice general



<b>Índice general</b>	<b>II</b>
<b>Índice de tablas</b>	<b>IV</b>
<b>Índice de figuras</b>	<b>VII</b>
<b>1. Introducción</b>	<b>1</b>
1.1. Motivación . . . . .	4
<b>2. Criterio de selección y Muestra</b>	<b>6</b>
<b>3. Técnicas de Análisis de Imágenes</b>	<b>8</b>
3.1. Análisis Isofotal . . . . .	8
3.1.1. Parámetros Geométricos . . . . .	9
3.2. Análisis de Fourier . . . . .	10
3.3. Filtrado de Imágenes (Sharp Filtered Imaging) . . . . .	13
3.4. Descomposición 2D con GALFIT . . . . .	15
<b>4. Detección de Barras</b>	<b>17</b>
4.1. Casos Difíciles . . . . .	25
4.1.1. Barra alineada con el disco ( $P.A_{barra} \sim P.A_{disco}$ ) . . . . .	25
4.1.2. Bulbo prominente ocultando la barra . . . . .	28
4.1.3. Brazos fuertes emergiendo de los extremos de la barra . . . . .	30
4.1.4. Barras dentro de 10 pixeles . . . . .	32
<b>5. Resultados y Discusión</b>	<b>38</b>

---

5.1. Fracción de barras . . . . .	39
5.2. Propiedades de las barras . . . . .	45
5.3. Posibles efectos de los bulbos en las propiedades de las barras . . . . .	52
5.3.1. Pruebas estadísticas . . . . .	53
5.4. Parámetros de interacción y propiedades observadas de las barras . . . . .	59
5.4.1. Separación proyectada . . . . .	59
5.4.1.1. Elipticidad vs Separación proyectada . . . . .	59
5.4.1.2. Longitud vs Separación Proyectada . . . . .	63
5.4.1.3. $L/r_{esc}$ vs Separación proyectada . . . . .	64
5.4.1.4. $L/R_{25}$ vs Separación proyectada . . . . .	67
5.4.2. Velocidad Relativa ( $\Delta V$ ) . . . . .	70
5.4.2.1. Elipticidad vs $\Delta V$ . . . . .	70
5.4.2.2. Longitud vs $\Delta V$ . . . . .	73
5.4.2.3. $L/r_{esc}$ vs $\Delta V$ . . . . .	75
5.4.2.4. $L/R_{25}$ vs $\Delta V$ . . . . .	77
5.5. Fracción de Barras . . . . .	81
5.5.1. Separación proyectada vs Fracción de Barras . . . . .	81
5.5.2. Velocidad Relativa vs Fracción de Barras . . . . .	84
5.5.3. Separación proyectada y Velocidad relativa . . . . .	87
5.6. La Fracción de Barras Como Función del Medio Ambiente . . . . .	90
5.7. Fracción de barras en galaxias Lenticulares para diferentes ambientes . . . . .	99
<b>6. Conclusiones</b>	<b>105</b>
<b>7. Trabajo futuro</b>	<b>131</b>
<b>A. Pruebas al método Sharp Filtered Image</b>	<b>132</b>
<b>B. Muestra y parámetros utilizados</b>	<b>139</b>
<b>Bibliografía</b>	<b>149</b>

## Índice de tablas



5.1. Distribución Morfológica de la Muestra de Pares Mixtos . . . . .	40
5.2. Fracción de Barras . . . . .	41
5.3. Comparación con otros trabajos . . . . .	49
5.4. Barras Confirmadas . . . . .	51
5.5. Pruebas estadísticas para las dos Componentes de los pares mixtos . . . . .	55
5.6. Pruebas estadísticas para las galaxias espirales . . . . .	56
5.7. Pruebas estadísticas para las propiedades de la barra como función de la separación . . . . .	69
5.8. Pruebas estadísticas para las propiedades de la barra como función de la separación de las espirales tempranas y tardías . . . . .	70
5.9. Pruebas estadísticas para las propiedades de la barra como función de la velocidad relativa . . . . .	80
5.10. Pruebas estadísticas para las propiedades de la barra como función de la velocidad relativa . . . . .	80
5.11. Fracción de Barras como función de la Separación Proyectada . . . . .	84
5.12. Fracción de Barras como función de la velocidad relativa . . . . .	87
5.13. Fracción de Barras en galaxias S0 para diferentes ambientes . . . . .	102
6.1. Parámetros estructurales de las barras . . . . .	106
6.2. Efectos de los bulbos en las propiedades de las barras . . . . .	107
6.3. Pruebas estadísticas para las dos Componentes de los pares mixtos . . . . .	107
6.4. Pruebas estadísticas para las galaxias espirales . . . . .	108
6.5. Elipticidad de la barra como función de la separación proyectada . . . . .	109
6.6. Pruebas estadísticas para la elipticidad de la barra como función de la separación . . . . .	110

6.7. Pruebas estadísticas para la elipticidad de la barra como función de la separación de las espirales tempranas y tardías . . . . .	110
6.8. Longitud de la barra como función de la separación proyectada . . . . .	111
6.9. Longitud normalizada por el radio de escala de la barra como función de la separación proyectada . . . . .	112
6.10. Pruebas estadísticas para la longitud normalizada por el radio de escala de la barra como función de la separación . . . . .	113
6.11. Pruebas estadísticas para la longitud normalizada por el radio de escala de la barra como función de la separación de las espirales tempranas y tardías . . . . .	113
6.12. Longitud normalizada por el radio óptico $R_{25}$ de la barra como función de la separación proyectada . . . . .	114
6.13. Pruebas estadísticas para la longitud normalizada por el radio óptico $R_{25}$ de la barra como función de la separación . . . . .	115
6.14. Pruebas estadísticas para la longitud normalizada por el radio óptico $R_{25}$ de la barra como función de la separación de las espirales tempranas y tardías . . . . .	115
6.15. Elipticidad de la barra como función de la velocidad relativa . . . . .	116
6.16. Pruebas estadísticas para la elipticidad de la barra como función de la velocidad relativa . . . . .	117
6.17. Pruebas estadísticas para la elipticidad de la barra como función de la velocidad relativa . . . . .	117
6.18. Longitud de la barra como función de la velocidad relativa . . . . .	118
6.19. Longitud normalizada por el radio de escala de la barra como función de la velocidad relativa . . . . .	119
6.20. Pruebas estadísticas para la longitud normalizada por el radio de escala de la barra como función de la velocidad relativa . . . . .	120
6.21. Pruebas estadísticas para la longitud normalizada por el radio de escala de la barra como función de la velocidad relativa . . . . .	120
6.22. Longitud normalizada por el radio óptico $R_{25}$ de la barra como función de la separación proyectada . . . . .	121
6.23. Pruebas estadísticas para la longitud normalizada por el radio óptico $R_{25}$ de la barra como función de la velocidad relativa . . . . .	122
6.24. Pruebas estadísticas para la longitud normalizada por el radio óptico $R_{25}$ de la barra como función de la velocidad relativa . . . . .	122
6.25. Fracción de Barras como función de la Separación Proyectada en el bin de 0 a 30 $kpc$ . . . . .	123
6.26. Fracción de Barras como función de la Separación Proyectada . . . . .	124
6.27. Fracción de Barras como función de la velocidad relativa . . . . .	126
6.28. Fracción de Barras como función de la velocidad relativa . . . . .	126
6.29. Fracción de Barras como función del medio ambiente . . . . .	129

---

6.30. Fracción de Barras como función del medio ambiente dividida por tipos morfológicos . . . . .	129
6.31. Fracción de Barras en galaxias S0 para diferentes ambientes . . . . .	130
<b>B.1. Muestra de pares mixtos . . . . .</b>	<b>139</b>
<b>B.2. Galaxias de Disco . . . . .</b>	<b>146</b>

## Índice de figuras



3.1. Método de ajuste de Isofotal . . . . .	10
3.2. Método de Fourier . . . . .	12
3.3. Mosaico de imágenes filtradas del Par KPG260 . . . . .	14
3.4. Mosaico de imágenes obtenidas con el programa GALFIT . . . . .	16
4.1. Perfiles radiales obtenidos del ajuste isofotal del par KPG197 . . . . .	19
4.2. Mosaico de imágenes filtradas del par KPG197 . . . . .	20
4.3. Perfiles radiales y mosaico de imágenes filtradas del par KPG359 . . . . .	21
4.4. Perfiles radiales y mosaico de imágenes filtradas de la componente $b$ del par KPG312 . . . . .	22
4.5. Perfiles radiales y mosaico de imágenes filtradas de la componente $b$ del par KPG602 . . . . .	24
4.6. Perfiles radiales y mosaico de imágenes filtradas de la componente $b$ del par KPG284 . . . . .	27
4.7. Perfiles radiales y mosaico de imágenes filtradas de la componente $b$ del par KPG61 . . . . .	29
4.8. Perfiles radiales y mosaico de imágenes filtradas de la componente $b$ del par KPG508 . . . . .	32
4.9. Perfiles radiales, acimutales y mosaico de imágenes filtradas de la componente $a$ del par KPG513 . . . . .	33
4.10. Perfiles radiales, acimutales y mosaico de imágenes filtradas de la componente $b$ del par KPG583 . . . . .	35
4.11. Perfiles radiales, acimutales y mosaico de imágenes filtradas de la componente $b$ del par KPG432 . . . . .	37
5.1. Distribución Morfológica de la muestra de Pares Mixtos . . . . .	39
5.2. Distribución de Magnitudes Absolutas . . . . .	43

---

5.3. Distribución de Velocidades Radiales y Distancias . . . . .	44
5.4. Distribución de Velocidades Relativas y Separaciones Proyectadas . . . . .	44
5.5. Propiedades estructurales de las barras . . . . .	46
5.6. Propiedades estructurales de la barras por Tipos Morfológicos . . . . .	53
5.7. Correlación de las propiedades estructurales de las barras con el radio de escala de la galaxia. . . . .	57
5.8. Correlación de las propiedades estructurales de las barras con el radio óptico.	58
5.9. Distribución de la Elipticidad de las barras como función de la separación proyectada . . . . .	60
5.10. Distribución de la Longitud de las barras como función de la separación proyectada . . . . .	63
5.11. Distribución de la Longitud normalizada por el radio de escala como función de la separación proyectada . . . . .	65
5.12. Distribución de la Longitud normalizada por el radio $R_{25}$ como función de la separación proyectada . . . . .	68
5.13. Distribución de la Elipticidad de las barras como función de la velocidad relativa . . . . .	71
5.14. Distribución de la Longitud de las barras como función de la velocidad relativa	74
5.15. Distribución de la Longitud normalizada por el radio de escala como función de la Velocidad relativa . . . . .	75
5.16. Distribución de la Longitud normalizada por el radio $R_{25}$ como función de la Velocidad Relativa . . . . .	78
5.17. Fracción de barras como función de la separación proyectada . . . . .	82
5.18. Fracción de barras como función de la velocidad relativa . . . . .	85
5.19. Distribución de velocidades radiales y separaciones proyectadas de todas las galaxias de disco . . . . .	88
5.20. Fracción de barras como función del Medio Ambiente . . . . .	97
5.21. Fracción de barras como función del Medio Ambiente por tipos morfológicos	98
5.22. Fracción de barras para galaxias S0 como función del Medio Ambiente por tipos morfológicos . . . . .	103
A.1. Mosaico de imágenes filtradas de la componente $a$ del par KPG526 ( $\theta = 0^\circ$ )	133
A.2. Mosaico de imágenes filtradas de la componente $a$ del par KPG526 ( $\theta = 45^\circ$ )	134
A.3. Mosaico de imágenes filtradas de la componente $a$ del par KPG526 ( $\theta = 90^\circ$ )	135
A.4. Mosaico de imágenes filtradas de la componente $b$ del par KPG63 ( $\theta = 0^\circ$ ) .	136
A.5. Mosaico de imágenes filtradas de la componente $b$ del par KPG63 ( $\theta = 90^\circ$ )	137
A.6. Mosaico de imágenes filtradas de la componente $a$ del par KPG359 ( $\theta = 90^\circ$ )	138

# Capítulo 1

## Introducción

Muchos estudios previos sobre pares de galaxias con morfología mixta, es decir, aquellos con una compañera de tipo temprano (E/S0) y otra de tipo tardío (S/Irr) frecuentemente invocaban la hipótesis de que la compañera de tipo tardío era la única que contenía gas y entonces la fuente de toda la formación estelar y muy frecuentemente de la actividad nuclear en esos pares. En épocas pasadas cuando no se contaba con observaciones de alta resolución espacial esta hipótesis hacía atractivos los pares mixtos para cierto tipo de estudios en comparación con los pares  $S + S$  donde es intrínsecamente más difícil rastrear por ejemplo, el origen y devenir del gas durante el proceso de interacción. La validez de tal hipótesis ha ido cambiando gradualmente y a través de estudios en alta resolución del Observatorio Espacial Infrarrojo (ISO) y en  $H_\alpha$  se ha detectado la presencia de actividad nuclear (AGNs), LINERs, y formación estelar en forma de Starbursts nucleares y circumnucleares en la componente de tipo temprano. [Domingue et al. (2003)], [Domingue et al. (2005)] mostraron la alta incidencia de núcleos Seyfert y de la emisión de radio-continuo en las componentes tempranas de pares mixtos con una fracción significativa de ellas mostrando flujos en radio incluso con niveles más altos que los de sus compañeras espirales.

Observaciones más recientes con mayor resolución espacial (c.f proyectos SAURON, CALIFA, Chandra) están encontrando cantidades significativas de gas tibio y caliente así como núcleos activos en galaxias de tipo temprano, no sólo en pares sino en varios ambientes. [Cappellari (2012)] han mostrado que las galaxias elípticas pueden ser rotadores lentos o rápidos con estructuras similares a las encontradas en los discos galácticos en varias escalas y con varias propiedades. Estos resultados recientes sugieren que no sólo es necesario reformular esa hipótesis, sino que es importante entender el origen de la actividad nuclear y de la formación estelar en las galaxias elípticas en pares que podría estar siendo estimulada por perturbaciones gravitacionales mutuas de ambas compañeras.

Mientras que la relación entre las interacciones de galaxias y la formación estelar inducida parece estar bien establecida en pares mixtos y otros pares ([Holmberg 1958, Barton et al. 2000, Lambas et al. 2003, Alonso et al. 2004, Nikolic et al. 2004, Ellison et al. 2008, Darg et al. 2010]), la relación de causalidad entre las interacciones de galaxias y la presencia de AGNs ha sido motivo de controversia. Una serie de trabajos recientes ([Patton et al. 2011, Liu et al. 2012, Ellison et al. (2011), Ellison et al. 2013]) han revisado las propiedades de la población local de pares de galaxias con el proyecto



SDSS. [Ellison et al. (2011)] comparó la fracción de AGNs en pares cercanos contra una muestra de control de galaxias con compañeros no cercanos, encontrando: (1) un claro incremento en la fracción de AGNs en pares cercanos con separaciones proyectadas  $< 40h_{70}^{-1} \text{ kpc}$  con un incremento en la fracción de AGNs más grande en pares de galaxias con masas iguales y mas pequeña en los componentes de menor masa de un par con masas diferentes. (2) Que el aumento en la fracción de AGNs a separaciones pequeñas está acompañado por un realce en el número de galaxias “compuestas” cuyos espectros son resultado de la fotoionización por estrellas y el AGN. Más aún ellos encontraron un marcado incremento a separaciones pequeñas proyectadas de la fracción de pares en los cuales ambas galaxias albergan un AGN y demostraron que tal fracción excede la fracción dada por una distribución aleatoria, indicando que algunos pares se someten a una especie de efecto Holmberg de actividad nuclear correlacionada. Sin embargo, después de considerar otros estudios complementarios, ellos concluyen que las interacciones podrían activar un AGN, pero que esta no es la única causa de la actividad nuclear.

Las simulaciones numéricas indican que en el escenario de las interacciones fuertes, es posible desencadenar inestabilidades de barra en las regiones centrales de las galaxias tanto en la componente gaseosa como estelar. Las torcas ejercidas en el gas por las estrellas resulta en la pérdida de momento angular en el gas a radios grandes. Este gas entonces cae hacia la región central de las galaxias, conducida por las inestabilidades de la barra ([Barnes & Hernquist 1996, Mihos & Hernquist 1996, Cox et al. 2006, Di Matteo et al. 2007, Montuori et al. 2010, Rupke et al. 2010, Torrey et al. 2012]).

Es posible inferir señales indirectas de la presencia de barras analizando las tasas de formación estelar y metalicidad del gas en pares interactuantes. El gas cayendo desde las regiones más externas es generalmente de metalicidad más baja que el de las regiones nucleares, por tanto el gas cayendo desde radios más grandes resulta en una metalicidad nuclear diluida ([Kewley et al. 2006, Ellison et al. 2008b, Michel-Dansac et al. 2008]) y un aplanamiento del gradiente de metalicidad estándar presente en galaxias espirales ([Rupke et al. 2010, Kewley et al. 2010, Perez et al. 2011]). Esta nueva concentración central de gas provee el catalizador ideal para producir brotes de formación estelar. Tasas similares de formación estelar, en general más altas que el promedio, se pueden inferir a partir de las simulaciones de fusiones de galaxias ([Mihos & Hernquist 1994, Mihos & Hernquist 1996, Di Matteo et al. 2007, Montuori et al. 2010]) y son también una característica omnipresente en estudios observacionales (por ejemplo, [Larson & Tinsley 1978, Donzelli & Pastoriza 1997, Barton et al. 2000, Lambas et al. 2003, Alonso et al. 2004, Woods & Geller 2007, Ellison et al. 2008b, Ellison et al. 2010, Darg et al. 2010, Xu et al. 2010]).

En años recientes, también ha habido un resurgimiento del interés en los procesos de evolución “secular” y su impacto en la evolución de las galaxias. Los principales impulsores de la evolución secular interna en las galaxias de disco son las “inestabilidades del disco” conocidas como barras estelares ([Sellwood 2010]; también ver [Sellwood & Wilkinson 1993]). Una barra, particularmente una barra “fuerte” rompe la simetría radial del disco, seguido por la transferencia de momento angular entre componentes (estrellas, materia oscura y gas) y conduciendo potencialmente el material hacia adentro y hacia afuera del disco. Por lo tanto, las barras han sido durante mucho tiempo invocadas como un camino para impulsar la formación estelar central por el transporte de gas hacia regiones internas de las galaxias donde este se encuentra disponible para alimentar los núcleos activos de galaxias (AGN; probablemente vía barras secundarias internas o brazos espirales; por ejemplo, [Ann & Thakur 2005]), y para desarrollar (pseudo)-bulbos centrales

(por ejemplo, [Kormendy & Kennicutt 2004, Heller et al. 2007]). Existe evidencia observacional de un aumento en la formación de estrellas en el centro de las galaxias barradas (por ejemplo, [Ho et al. 1997, Sheth et al. 2005, Coelho & Gadotti 2011, Ellison et al. (2011), Lee et al. 2012, Oh et al. 2012]). Sin embargo, la conexión entre barras de escala galáctica y AGNs es aún tema de controversia actual (por ejemplo, [Ho et al. 1997, Oh et al. 2012]).

De manera más general aún no se tiene evidencia sobre la posible conexión: **interacción-formación estelar-barra-AGN**. La correlación entre galaxias barradas y la presencia de actividad nuclear (AGNs) parece no haber sido confirmada observacionalmente ([Lee et al. 2012b], Cardamone et al., en preparación). Por lo tanto, en base a esta posible conexión es necesario llevar a cabo primero un análisis morfológico detallado para explorar la incidencia de estructuras como barras en muestras bien seleccionadas y estadísticamente completas de pares de galaxias con información sobre la incidencia de AGNs. En esta tesis llevaremos a cabo un estudio que satisface estas condiciones pero en ambientes bien controlados.

Varios métodos de clasificación han sido desarrollados para identificar barras, ya sea visualmente o usando otras técnicas, tales como el ajuste de elipses a isofotas y la descomposición de Fourier del brillo superficial. Trabajos recientes enfocados en la dependencia ambiental de barras en galaxias ([van den Bergh 2002, Li et al. 2009, Aguerri et al. (2009), Méndez-Abreu et al. 2010, Giordano et al. 2011]) sostienen que hay poca o ninguna dependencia de la incidencia de barras en las galaxias con el medio ambiente. Contrario a estos resultados, [Barazza et al. (2009), Marinova et al. (2009)] y [Marinova et al. (2012)] detectaron una fracción de barras más grande en los núcleos de cúmulos, pero con una significancia estadística débil. Aunque parece que no hay un consenso sobre la dependencia ambiental de las barras en galaxias, un estudio reciente realizado por [Skibba et al. (2012)] muestran una correlación positiva mediante el análisis de la dependencia ambiental de las barras y bulbos de galaxias con un catálogo limitado por volumen del *Sloan Digital Sky Survey* con morfologías estimadas visualmente con el proyecto *Galaxy Zoo 2*. Mediante el uso de métodos de agrupación de galaxias demuestran correlaciones ambientales estadísticamente significativas de galaxias barradas y dominadas por bulbos con separaciones proyectadas de  $150 \text{ kpc } h^{-1}$  a  $3 \text{ Mpc } h^{-1}$ . El debilitamiento de la correlación ambiental a separaciones  $< 150 \text{ kpc } h^{-1}$  sugiere que las condiciones de lo que sea que hacen más probables las barras a escalas más grandes parecen ser eliminadas en pares de galaxias cercanos (sin embargo, este resultado tiene una gran incertidumbre).

En la presente tesis tratamos de aportar respuestas a algunas preguntas básicas a través de un estudio morfológico detallado sobre incidencia de barras en una muestra seleccionada en un ambiente bien controlado de pares de galaxias con morfología mixta extraída del catálogo de [Karachentsev 1972] con un amplio intervalo de separaciones proyectadas y velocidades relativas, dentro de un volumen suficientemente grande y tamaño de muestra para garantizar un estudio con significancia estadística ([Hernández Toledo et al. 1999]). En el capítulo 2 presentamos la muestra sometida a estudio y las observaciones realizadas en el Observatorio Astronómico Nacional en San Pedro Mártir para tales propósitos. En el capítulo 3 describimos los procedimientos detrás de los métodos de detección de barras y la reevaluación morfológica simultánea de cada galaxia. En el capítulo 4 presentamos la fracción de barras como función de los tipos morfológicos y otros parámetros. En el capítulo 5 discutimos y resumimos los resultados obtenidos. En esta tesis adoptamos una constante de Hubble  $H_0 = 75 \text{ kms}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ .

## 1.1. Motivación

Como ya se mencionó el estudio de las barras es muy importante ya que se considera que son el principal mecanismo interno que impulsa la evolución dinámica y secular de las galaxias de disco. Las barras son capaces de modificar la estructura central y morfológica de las galaxias principalmente porque son responsables de la redistribución de masa y momento angular en el disco ([Sellwood 1981]; [Sellwood & Wilkinson 1993]; [Pfenniger & Friedli 1991]; [Athanasoula 2003]; [Debattista et al. 2006]). Trabajos teóricos indican que la redistribución de momento angular inducido por la barra en el medio interestelar de la galaxia, así como en los componentes de materia estelar y oscura tienen un importante número de consecuencias ([Athanasoula & Misiriotis 2002]; [Athanasoula 2003]; [Berentzen et al. 2006]; [Martinez-Valpuesta et al. 2006]). Por ejemplo, la cantidad de momento angular intercambiado esta relacionado con las propiedades específicas de las galaxias, tales como la masa de las barras, la densidad del halo, y la velocidad de dispersión del halo ([Debattista & Sellwood 1998]; [Athanasoula 2003]; [Sellwood & Debattista 2006]) que tienen lugar principalmente en las resonancias del disco ([Athanasoula 2003]; [Martinez-Valpuesta et al. 2006]).

Por otra parte, las barras dirigen eficientemente la materia hacia el centro de las galaxias y posiblemente influyan en la construcción de bulbos estelares ([Kormendy & Kennicutt 2004]) y el agujero negro central ([Shlosman et al. 1989]; [Regan & Mulchaey 1999]; [Corsini et al. 2003]). Los bulbos en forma de cacahuete o caja en galaxias también se cree que están asociados con las inestabilidades de bending y resonancias verticales de la barra ([Bureau & Freeman 1999]; [Debattista et al. 2004, Debattista et al. 2006]; [Athanasoula 2005]; [Martinez-Valpuesta et al. 2006]; [Méndez-Abreu et al. 2008]). Otros roles importantes atribuidos a las barras son el desencadenamiento de starbursts por el transporte de materia hacia el centro ([Sheth et al. 2005]), cambios en el gradiente de abundancia química ([Zaritsky 1992]; [Martin & Roy 1994]), formación estelar circumnuclear ([Sérsic & Pastoriza 1967]; [Ho et al. 1997]; [Sheth et al. 2000]).

La formación y destrucción de las barras, así como los cambios morfológicos y dinámicos sufridos en el disco durante su vida se ve fuertemente afectado por el cambio de momento angular. Por lo tanto, la evolución cosmológica de la fracción de barras puede también depender de este efecto. Las observaciones muestran que las barras a bajo corrimiento al rojo están presentes con una fracción de  $\sim 45\%$  en longitudes de onda visuales ([Marinova & Jogee (2007)]; [Reese et al. 2007]; [Barazza et al. (2008)]; [Aguerri et al. (2009)]; [Masters et al. (2011)]) y aumenta a  $\sim 70\%$  en el cercano infrarrojo ([Knapen et al. 2000]; [Eskridge et al. 2000]; [Menéndez-Delmestre et al. (2007)]). Por otro lado, la fracción de barras depende del tipo morfológico, siendo más bajo en galaxias lenticulares que en galaxias espirales ([Marinova & Jogee (2007)]; [Aguerri et al. (2009)]; [Nair & Abraham (2010a)]; [Barway et al. (2011)]; [Masters et al. (2011)]). Algunos resultados recientes han mostrado que la fracción de barras tiene una fuerte correlación con la masa de la galaxia ([Méndez-Abreu et al. 2010]; [Nair & Abraham (2010a)]) y del color ([Hoyle et al. 2011]). En contraste, de acuerdo a algunos trabajos la fracción de barras se ve mínimamente afectada por el medio ambiente ([Aguerri et al. (2009)]; [Li et al. 2009]; [Méndez-Abreu et al. 2010]). En esta dirección muy poco se ha estudiado tomando en cuenta el medio ambiente en el cual se encuentran ubicadas las galaxias y las implicaciones que esto pudiera tener con la formación y evolución de las barras.

---

En esta tesis presentamos un estudio detallado de la incidencia de barras en una muestra seleccionada en un ambiente bien definido para estudiar su posible efecto en la formación y evolución de las barras en pares de galaxias. Es importante mencionar que no solo se tiene control sobre el medio ambiente (galaxias en pares con morfología mixta) sino que se trata de una muestra estadísticamente completa, lo que permite hacer inferencias en muestras similares que no se pueden hacer en estudios previos.

A partir de un esquema homogéneo de procesamiento de imágenes, aplicado a ambos componentes de cada par de galaxias, y utilizando rutinas de análisis de imagen dentro de la plataforma IRAF, para llevar a cabo la fotometría de superficie ([Jedrzejewski 1987]), pretendemos:

- Re-evaluar lo mejor posible la morfología de las galaxias en la muestra de pares mixtos.
- Estimar la fracción de barras y la distribución de sus propiedades como longitud y elipticidad.
- Correlacionar las propiedades encontradas de las barras con otras propiedades físicas de las galaxias en ambientes controlados. Llevaremos a cabo una comparación de los resultados obtenidos en esta muestra con los obtenidos en estudios previos y analizaremos como cambia la fracción de barras de acuerdo al tipo morfológico y como función del medio ambiente.

# Capítulo 2

## Criterio de selección y Muestra

El catálogo de Pares Aislados (en adelante, KPG; [Karachentsev 1972]) de galaxias en el hemisferio norte está basado en una búsqueda visual en el Atlas de Palomar con  $\delta > -3^\circ$ , con la gran mayoría de los objetos en regiones de alta latitud galáctica  $b > 20^\circ$  y una magnitud límite  $m_{Zw} < 15.7$ . Los criterios de selección usados en el ensamblaje del KPG pueden ser expresados siguiendo la relación:

$$\frac{x_{ji}}{x_{12}} \geq \frac{5a_i}{a_j}, \quad 0.5a_j \leq a_i \leq 4a_j; \quad j = 1, 2. \quad (2.1)$$

donde  $x$  corresponde a la separación aparente y  $a$  al diámetro aparente del eje mayor,  $j = 1, 2$  representan los componentes del par e  $i$  el vecino más cercano. También se aplicaron criterios de aislamiento más fuertes reemplazando las constantes por 10, 0.5, 4 ó 5, 0.25 y 4 en la relación 2.1. Aproximadamente 10% de galaxias binarias existen en ambientes no agrupados ([Xu & Sulentic 1991]) y de ese 10%, entre el 15 – 25% involucran sistemas con morfología mixta (E/S0 + S/Irr) (por ejemplo, [Karachentsev 1972, Reduzzi & Rampazzo 1995]) en muestras razonablemente completas.

Todas las galaxias en pares mixtos disponibles dentro de los límites de ascensión recta y declinación de los telescopios de 1.5  $m$  y 0.84  $m$  del Observatorio Astronómico Nacional (OAN) de San Pedro Mártir, se observaron homogéneamente a través de imágenes CCD de banda ancha en los filtros  $BVRI$  en el sistema Johnson-Cousins con un detector Site1, cubriendo un área de aproximadamente  $4.3' \times 4.3'$  y  $7.2' \times 7.2'$  y escalas de 0.51 y 0.85 "/pixel respectivamente. No aplicamos una estrategia especial durante las observaciones, excepto que el tamaño aparente de los pares se ajustara al campo de visión del CCD tanto como fuera posible.

Para cubrir los huecos de ascensión recta y declinación dejados por los límites de movimiento impuestos a los telescopios de SPM, ocasionalmente observamos algunos pares mixtos en el telescopio de 2.1  $m$  del Observatorio Guillermo Haro en Cananea, México. Nuestra muestra original de pares mixtos constaba de 119 pares obtenidos con los criterios de selección anteriores. Después de un procedimiento de reducción homogéneo nosotros excluimos 24 pares mixtos (E/S0 + S/Irr) falsos principalmente porque mostraban morfologías (S + S) o (E + S0) y/o mostraban componentes con diferencias en corrimiento al rojo más grandes que  $1000 \text{ km s}^{-1}$ . Nuestra muestra final de pares aislados con morfología mixta

(E/S0 + S/Irr) para la presente tesis comprende 95 sistemas mixtos (ver apéndice B, tabla B.1). En cada imagen las componentes de un par serán asignadas como la componente *a* a aquellas galaxias con ascensión recta menor (es decir, a la derecha de la imagen una vez que éstas han sido orientadas astronómicamente) y como componente *b* a aquellas galaxias con ascensión recta mayor. Después de la publicación de los últimos data release (DR) del proyecto SDSS, hemos detectado una submuestra de 42 pares mixtos que fueron obtenidos del servidor del SDSS, y fueron analizados de manera similar a nuestras observaciones y después los resultados fueron comparados contra los correspondientes a nuestras observaciones para algunos otros propósitos.

El cielo de fondo fue restado en todas las imágenes usando un procedimiento interactivo que permite al usuario seleccionar regiones en un marco libre de galaxias y estrellas brillantes. Los eventos de rayos cósmicos más energéticos se enmascararon automáticamente mediante la tarea COSMICRAYS y el campo de estrellas fue removido usando la tarea IMEDIT cuando fue necesario. El nivel del cielo es adoptado como el promedio de los valores de los píxeles de fondo y su incertidumbre es la desviación estándar de la distribución de píxeles; estos valores son restados de las imágenes originales para crear una imagen con el cielo restado. Un reporte detallado en la reducción de datos para la muestra completa del OAN-SPM de pares mixtos puede ser encontrada en Hernández-Toledo et al. (2013, en preparación).

Una discusión del criterio de selección de los pares mixtos, así como de la completez de la muestra puede ser encontrada en [Hernández Toledo et al. 1999]. Nosotros resumimos aquí, algunas posibles fuentes de sesgo, útiles cuando se analizan los resultados obtenidos en el presente estudio:

1. El criterio de selección y aislamiento detrás de los pares mixtos sesga la muestra hacia binarias con pequeños ángulos de visión y quizás ciertas fases orbitales (pares cerca del pericentro; [van Moorsel 1982]).
2. La muestra de pares mixtos rechazará pares altamente evolucionados cerca de la fase final de coalescencia. Esto se deriva de los requerimientos de selección de que las galaxias tengan un diámetro discernible.
3. El criterio de selección en pares mixtos favorece pares de tamaño similar, sesgando la muestra contra binarias jerárquicas.

# Capítulo 3

## Técnicas de Análisis de Imágenes

Existen diversos métodos para detectar y caracterizar barras en galaxias de disco (por ejemplo, [Erwin 2005, Dansac & Wozniak 2006]). Dos de los más frecuentemente usados están basados en el análisis cuantitativo de elipses clásicas (por ejemplo, [Wozniak & Pierce 1991, Wozniak et al. 1995]) o elipses generalizadas ([Athanassoula et al. 1990]) las cuales permiten una descripción más detallada de las elipses (de caja o de disco); y el análisis de Fourier ([Elmegreen & Elmegreen 1985, Ohta et al. 1990, Aguerri et al. 2000, Buta et al. 2006, Laurikainen et al. 2007]). Otro método propuesto más recientemente es el método fotométrico de Fourier que está basado en la descomposición de la densidad superficial de la imagen en sus correspondientes modos  $m = 0, 1, 2, \dots$  y la fase  $\phi$  ([Rix & Zaritsky 1995, Zaritsky & Rix 1997]). En éste capítulo discutimos tres métodos diferentes para detectar barras: **el Análisis Isofotal, la Descomposición Fotométrica de Fourier y el análisis de imágenes después de aplicar un procesamiento digital denominado Sharp-Filtered Imaging**, los cuales fueron implementados homogéneamente en la presente muestra de pares mixtos para la detección de barras.

### 3.1. Análisis Isofotal

El método isofotal es uno de los más utilizados en la literatura para detectar y caracterizar barras en galaxias de disco. Los primeros trabajos que hacen referencia a este método estuvieron dedicados al estudio de galaxias elípticas, las cuales eran candidatos naturales para la aplicación de modelos isofotales por su apariencia suave y aparente simplicidad. [Prendergast & Tomer 1970, Wilson 1975, Gott 1975, Larson 1975, Bender 1987, Bender et al. 1988] hacen predicciones de la forma de las isofotas de galaxias elípticas, mientras que [Carter 1978] y [Jedrzejewski 1987] describen los procedimientos para medir parámetros representativos de la forma de las isofotas de las galaxias elípticas y galaxias de disco moderadamente inclinadas.

Las isofotas de las galaxias se estiman a partir de un conjunto de coordenadas  $(x, y)$  las cuales determinan la elipse que mejor se ajusta. Las isofotas así determinadas están definidas por cinco parámetros representativos; el centro con coordenadas  $(x_0, y_0)$ , los semiejes mayor y menor y la orientación del eje mayor. Las isofotas son transformadas a

un nuevo sistema de coordenadas, las cuales representan la desviación de la isofota original de la elipse encontrada. Esto se hace a través del análisis de Fourier de un círculo de radio  $R_i = (x_i^2 + y_i^2)^{1/2}$  como función de  $\phi_i = \tan^{-1}(y_i/x_i)$ . Los primeros cinco componentes de Fourier ( $A_0-1$ ),  $A_1$ ,  $B_1$ ,  $A_2$ ,  $B_2$ , representan los errores en el procedimiento de ajuste (para una descripción más detallada ver [Carter 1978, Jedrzejewski 1987, Rauscher 1995]). Los términos  $A_3$  y  $B_3$  dan las formas de “huevo” ó de “corazón” de las isofotas. Por otro lado el término  $B_4$  también es importante. Si  $B_4$  es negativo, la isofota tendría una forma de caja (boxy), mientras que si el valor de  $B_4$  es positivo, las isofotas serán puntiagudas (pointed ends) ([Carter 1978, Jedrzejewski 1987, Bender et al. 1988]). Por ejemplo, isofotas de caja han sido observadas en algunas galaxias espirales de canto, indicando que podría estar asociado con un campo de velocidad de rotación cilíndrico ([Kormendy & Illingworth 1982]). Similarmente, isofotas puntiagudas son observadas si las galaxias contienen un disco cercanamente de canto.

### 3.1.1. Parámetros Geométricos

Para determinar los parámetros geométricos seguimos el método iterativo de [Jedrzejewski 1987]. Esto es motivado por el hecho de que las isofotas en muchas de las galaxias, especialmente los sistemas de tipo temprano como las elípticas y lenticulares son bastante parecidas a elipses. Para determinar los parámetros geométricos usamos la rutina ELLIPSE del Space Telescope Science Data Analysis Software Package (STSDAS) disponible en el paquete de reducción de imágenes IRAF<sup>1</sup>. ELLIPSE es comúnmente utilizado para medir los perfiles de brillo superficial de galaxias (por ejemplo, [Silva & Elston 1994, Milvang-Jensen & Jørgensen 1999, Laine et al. 2002, Jogee et al. 2004, Aguerri et al. 2005, Marinova & Jogee (2007), Noordermeer & van der Hulst 2007, Barazza et al. (2008)]). Sin embargo, también proporciona los parámetros geométricos de las isofotas ajustadas como son la elipticidad ( $\epsilon$ ) y el ángulo de posición ( $P.A$ ).

En nuestra implementación isofotas elípticas son interactivamente modeladas en las imágenes en las bandas  $B$  e  $I$ . Las elipses son mostradas a lo largo del semieje mayor de la galaxia empezando desde un radio externo, siendo éste el radio representativo de la isofota más externa  $r_{rep}^{gal}$ , hacia el centro de la galaxia, decreciendo el radio en cada iteración por un factor de 1  $pix$ . En la Figura 3.1 se muestra un ejemplo de como isofotas elípticas son interactivamente modeladas cuando se corre la rutina ELLIPSE. Cada isofota se va ajustando en cada paso (de 1 pixel) a la estructura que va encontrando desde un radio externo ( $r_{rep}^{gal}$ ) hasta el centro de la galaxia.

Siguiendo un procedimiento similar al adoptado por [Noordermeer & van der Hulst 2007], determinamos los parámetros geométricos de la galaxia. Les elipses fueron ajustadas en las imágenes dejando el centro de cada una de las componentes del par fijo y permitiendo que la elipticidad ( $\epsilon$ ) y el ángulo de posición ( $P.A$ ) fueran parámetros libres. Usamos las imágenes en la banda  $I$  como referencia por su relativa insensibilidad a la extinción por polvo y estrellas jóvenes. El centro de la galaxia se tomó como la posición central promedio de las elipses dentro de  $\sim 5''$ . Con esto obtuvimos los perfiles radiales característicos de elipticidad ( $\epsilon$ ) y ángulo de posición ( $P.A$ ) de cada galaxia basados en el mejor ajuste de

<sup>1</sup>Image Reduction Facility Analysis (IRAF) es distribuido por el National Optical Astronomy Observatory (NOAO), operado por la Association of Universities for Research in Astronomy (AURA), en colaboración con la National Science Foundation (NSF).



isofotas. Para cada imagen enmascaramos las estructuras localizadas en regiones internas de las galaxias que podrían dar lugar a ajustes erróneos tales como estrellas de fondo, nudos fuertes, rayos cósmicos, píxeles malos, trazas de satélites o cualquier otra estructura que podrían dar lugar a un error en el ajuste o imitar estructuras alargadas como barras.

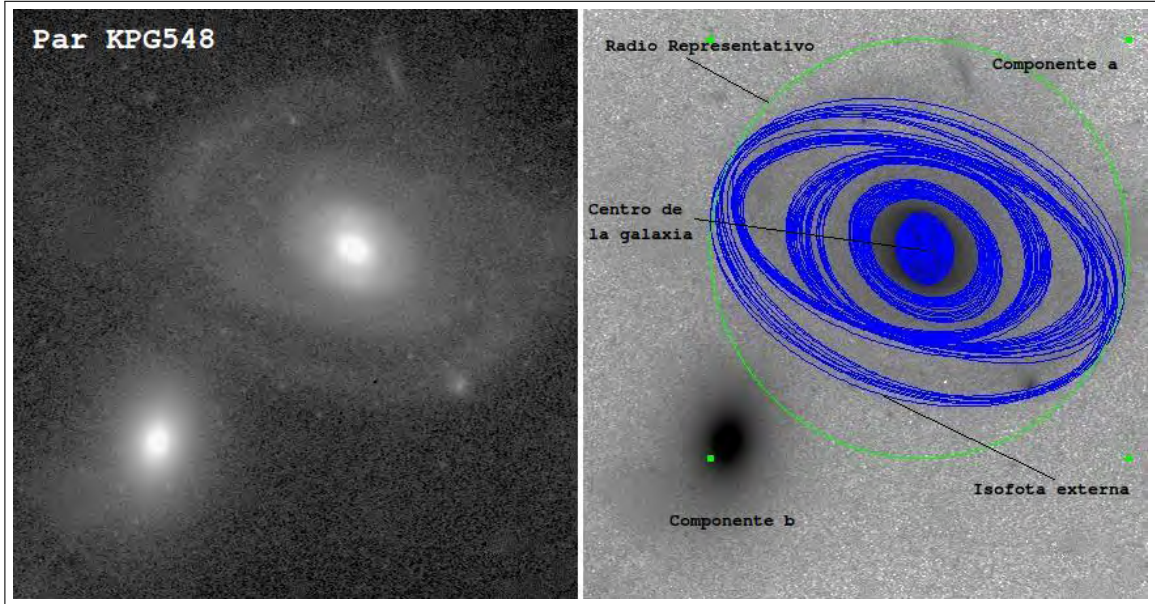


FIGURA 3.1. El panel izquierdo muestra la imagen del par **KPG548** en la banda *I* con un despliegue logarítmico antes de correr la rutina ELLIPSE. El panel derecho muestra las isofotas modeladas por ELLIPSE interactivamente, con un paso de 1 pixel desde el radio representativo de la componente **a** del par hasta el centro de la misma. Nótese que las isofotas se van ajustando de acuerdo a la estructura que va encontrando a cada radio de la galaxia.

En el caso de los pares mixtos, dependiendo del grado de interacción, los parámetros geométricos intrínsecos de algunos pares de galaxias pueden estar distorsionados, causando que la elipticidad ( $\epsilon$ ) y el ángulo de posición ( $P.A$ ) tengan una divergencia, ya sea en regiones interiores o a grandes radios. En estos casos elegimos un radio muy cerca del borde de la galaxia o incluso dentro de la misma de tal manera que ELLIPSE pueda ajustar isofotas evitando que los parámetros geométricos tengan esas divergencias. En los casos en donde los parámetros divergen en el centro de la galaxia corrimos ELLIPSE cambiando los parámetros para ajustar elipses desde el centro de la galaxia hasta un radio externo.

### 3.2. Análisis de Fourier

Un método alternativo para caracterizar barras es el análisis de Fourier del perfil acimutal del brillo superficial ([Ohta et al. 1990, Elmegreen & Elmegreen 1985]). El análisis de Fourier es un camino natural para analizar la componente no-axisimétrica de la luz en una galaxia de frente ([Grosbol 1987, Elmegreen et al. 1989, Elmegreen & Thomasson 1993]).

En el caso de una la barra, las amplitudes relativas de los componentes pares son mucho más grandes que las de las componentes impares en la región de la barra. El componente par más dominante es el  $m = 2$  y las amplitudes decrecen continuamente a cualquier radio ([Ohta et al. 1990]). La fase es una de las características del modo  $m = 2$  que puede

ser interpretada como el ángulo de posición ( $P.A$ ), de manera que lo que nos da es el ángulo de posición de la barra. El perfil de la fase del componente  $m = 2$  es similar al perfil del ángulo de posición en el análisis isofotal y la fase en la región de la barra es aproximadamente constante.

[Aguerri et al. (2009)] llevó a cabo un estudio de la detección de barras en una muestra de galaxias del SDSS (DR5; con imágenes en la banda  $r$ ) usando los métodos de ajuste isofotal y análisis de Fourier aplicados en las isofotas ([Ohta et al. 1990, Elmegreen & Elmegreen 1985]) concluyendo que el método de Fourier es en general menos eficiente para detectar barras. En contraste a esos resultados, en nuestra experiencia en ésta tesis hemos utilizado el método fotométrico de Fourier ([Rix & Zaritsky 1995, Zaritsky & Rix 1997]) y hemos encontrado que no sólo ofrece una aproximación alternativa para la detección y estudio de barras, sino que además recupera barras que no son claras con el método geométrico en galaxias con estructura interna compleja y que llevan a una señal ambigua en sus perfiles de elipticidad ( $\epsilon$ ) y ángulo de posición ( $P.A$ ).

Nosotros implementamos la versión del método fotométrico de Fourier aplicado por [Rix & Zaritsky 1995] y [Zaritsky & Rix 1997] en el contexto de galaxias lopsided pero aplicado aquí para detectar barras. Calculamos los perfiles acimutales de la amplitud de Fourier promediados  $m = 0, 1, 2$  ( $A_0$ ,  $A_1$  and  $A_2$ ), siguiendo el trabajo descrito por [Rix & Zaritsky 1995]. La distribución de brillo  $\mu(R, \varphi)$  puede ser expresada como una serie de Fourier:

$$\mu(R, \varphi) / \langle \mu(R) \rangle = \sum_{m=1}^{\infty} A_m(R) e^{im[\varphi - \varphi_m(R)]} \quad (3.1)$$

donde  $\varphi$  denota el ángulo acimutal,  $m$  es el número de onda acimutal y  $A_m$  y  $\varphi(m)$  son la amplitud y la fase de Fourier asociadas respectivamente. El brillo superficial promediado al radio  $R$  está dado por  $\langle \mu(R) \rangle$ .

Con éste método las barras son asociadas usualmente con el primer máximo local en el perfil del modo  $m = 2$ . Máximos subsecuentes en el perfil del modo  $m = 2$ , cuando están presentes, podrían trazar brazos espirales o estructuras como anillos, pero en esos casos la fase asociada varía con el radio. Por ejemplo, los brazos espirales siempre producen variaciones en el ángulo de la fase y así la región en donde ellos dominan se puede diferenciar bien de la región de la barra en donde la fase permanece constante.

Siguiendo un procedimiento similar al adoptado por [Rix & Zaritsky 1995], primero limpiamos todas las imágenes en la banda  $I$  de estrellas de campo. Las imágenes fueron cortadas a un tamaño apropiado para mejorar la eficiencia del método de Fourier, dejando el centro de cada galaxia en el centro de la imagen. Cada una de las imágenes fueron ajustadas en una malla  $(R, \varphi)$ , usando en una primera iteración 30 divisiones radiales y 24 divisiones acimutales, que fueron lo suficientemente buenas en la mayoría de las galaxias, cubriendo de dos a tres radios de escala en la mayoría de los casos. Sin embargo, en algunos casos se modificó el número de anillos para ganar sensibilidad, especialmente en aquellas galaxias con diámetros aparentes pequeños, logrando con esto en algunos casos detectar barras que se encuentran dentro de los primeros 10 píxeles. Los radios mínimo y máximo para el análisis fueron colocados a  $\sim 5$  píxeles (que es el límite de detección del método aquí utilizado) y el tamaño de la galaxia respectivamente. Al igual que en el método de isofotas establecimos un límite de inclinación para las galaxias ( $i < 65^\circ$ ) y no deproyectamos las imágenes. Con estos criterios obtuvimos los perfiles acimutales de la amplitud de

Fourier promediados  $m = 0, 1, 2$  y las respectivas fases  $\varphi$  de los modos 1 y 2. En la figura 3.2 se muestra un ejemplo de los perfiles acimutales de la amplitud de Fourier obtenidos para la componente  $a$  del par **KPG513** utilizando 20 divisiones radiales y 24 divisiones acimutales. El panel superior izquierdo muestra el perfil acimutal del modo  $m = 0$  que esta relacionado con el perfil de brillo superficial, en la parte de en medio se muestra el perfil acimutal del modo  $m = 1$  a la izquierda el cual nos indica si la galaxia tiene asimetrías y a su derecha la correspondiente fase  $\varphi_1$ . En los paneles inferiores se muestra el perfil acimutal del modo  $m = 2$  a la izquierda el cual nos indica la presencia de estructuras como barras o brazos espirales y en el panel derecho se muestra su correspondiente fase  $\varphi_2$ .

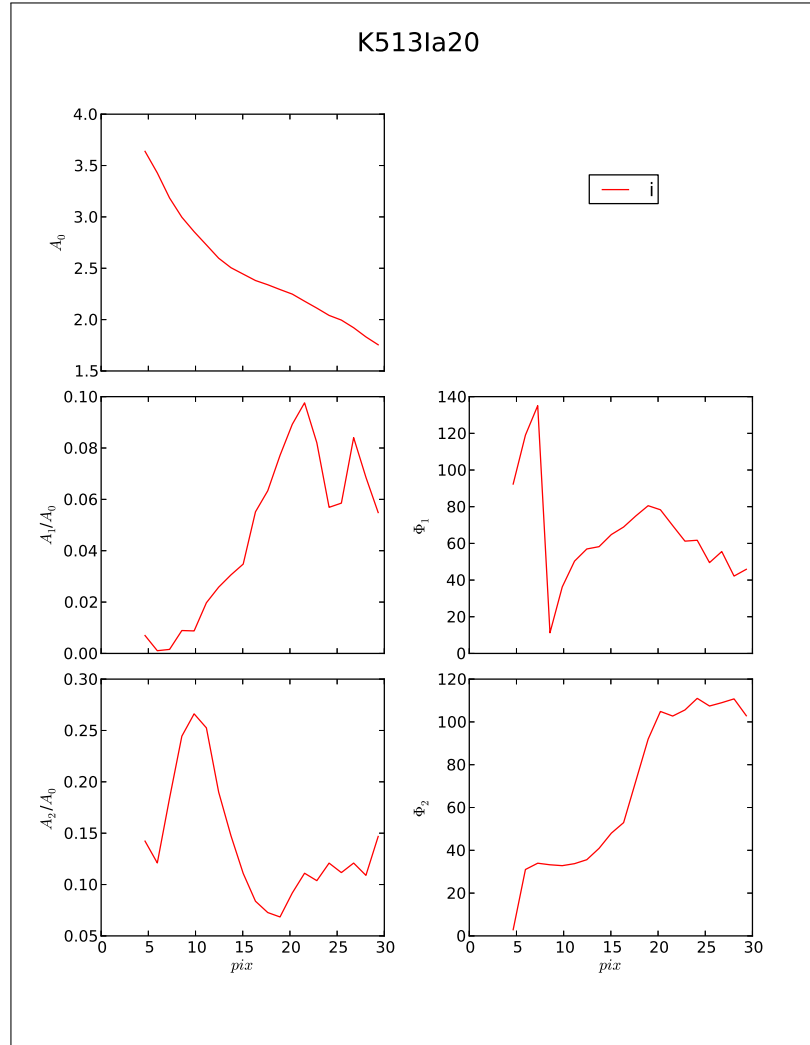


FIGURA 3.2. Perfiles acimutales de la amplitud de Fourier promediados para la componente  $a$  del par **KPG513** en la banda  $I$ . El panel superior izquierdo muestra el perfil acimutal de la amplitud de Fourier del modo  $m = 0$ . El panel de en medio izquierdo muestra el perfil acimutal de la amplitud de Fourier promediada del modo  $m = 1$  y a su derecha la respectiva fase  $\varphi_1$ . El panel inferior izquierdo muestra el perfil acimutal de la amplitud de Fourier promediada del modo  $m = 2$  y a su derecha la respectiva fase  $\varphi_2$ .

### 3.3. Filtrado de Imágenes (Sharp Filtered Imaging)

El método de filtrado de imágenes *Sharp Filtered* es una técnica parecida al filtrado de imágenes *unsharp masking*. Unsharp masking sustrae de la imagen original una copia suavizada obtenida de la convolución con una función en dos dimensiones ([Malin & Zealey 1979]). Ésta técnica ha sido utilizada para resaltar estructuras tales como ripples, shells, streamers, dust lanes en galaxias elípticas ([Malin & Zealey 1979, Malin & Carter 1980, Schweizer et al. 1983, Malin & Carter 1983, Schweizer & Ford 1985]) así como para resaltar características del polvo en cúmulos globulares ([Moore et al. 1989]), la naturaleza de las barras en galaxias de disco ([Buta & Crocker 1993, Marinova et al. (2012)]) además para investigar las diferencias morfológicas entre galaxias elípticas en diferentes ambientes ([Colbert et al. 2001]).

Una imagen *sharp filtered* es producida a partir de la convolución de una imagen óptica con una función apropiada. Una gaussiana es comúnmente usada con un kernel de tamaño apropiado  $\sigma$ . Para valores pequeños de  $\sigma$ , estructuras pequeñas son resaltadas (por ejemplo, barras internas) mientras que características grandes son debilitadas, por otro lado, para valores más grandes de  $\sigma$ , estructuras grandes son mejor resaltadas (por ejemplo, barras fuertes). Después de la convolución de la imagen óptica se genera una imagen suavizada, con la cual se hace una sustracción o división (como fue nuestro caso) de la imagen original, para obtener una imagen final conocida como *sharp filtered image*.

Para implementar el método usamos la rutina GAUSS del paquete IRAF. Generamos un conjunto de imágenes filtradas con una función gaussiana cuyo suavisamiento puede ser controlado por la anchura total a media altura ( $\text{FWHM} = 2.354\sigma$ ) de la función gaussiana pero con un tamaño que depende de las estructuras que son resaltadas. Ya que a priori no sabemos si una galaxia alberga una barra o alguna otra estructura incrustada, utilizamos diferentes valores de  $\sigma$ . Nosotros generamos imágenes filtradas convolucionando las imágenes originales en la banda *I* con funciones gaussianas con valores de  $\sigma = 2, 3, 5, 7$  y 10 pixeles. Después, analizamos las diferentes imágenes con contrastes diferentes para detectar principalmente una barra y otras estructuras.

En la figura 3.3 se muestra un mosaico de imágenes filtradas del par **KPG260** con distintos valores de  $\sigma = 2, 3, 5, 7$  y 10 pixeles. En éste caso utilizamos una función gaussiana circular (cociente de semiejes  $y/x = 1$ ) para convolucionarla con la imagen original en la banda *I*. Al combinar esta imagen convolucionada con la original logramos resaltar diferentes estructuras de acuerdo al valor de  $\sigma$  utilizado. En el panel superior se distingue un conjunto de seis recuadros los cuales nos indican lo siguiente: los recuadros superiores de izquierda a derecha muestran la imagen en la banda *I* y las imágenes generadas con valores de  $\sigma = 2$  y 3 pixeles, respectivamente. En los recuadros inferiores de izquierda a derecha se muestran las imágenes generadas con valores de  $\sigma = 5, 7$  y 10 pixeles, respectivamente. Éste conjunto de imágenes son de la componente **a** del par (galaxia espiral). En el panel de abajo se muestra los mismos seis recuadros pero para la componente **b** del par (galaxia elíptica). Cada recuadro muestra las imágenes generadas de la misma forma que para la componente **a** en el mismo orden.

Analizando éstas imágenes podemos distinguir algunas cosas: 1) cuando el valor de  $\sigma$  es pequeño (2, 3 pixeles) en el caso de la galaxia espiral (componente **a**) se logra desenmascarar la estructura que hay en la parte interna de la galaxia. En el caso de la galaxia elíptica las imágenes muestran una estructura bastante suave y simétrica sin sub-estructura en su interior. 2) Cuando los valores de  $\sigma$  son más grandes (5, 7 y 10 pixeles), en la galaxia

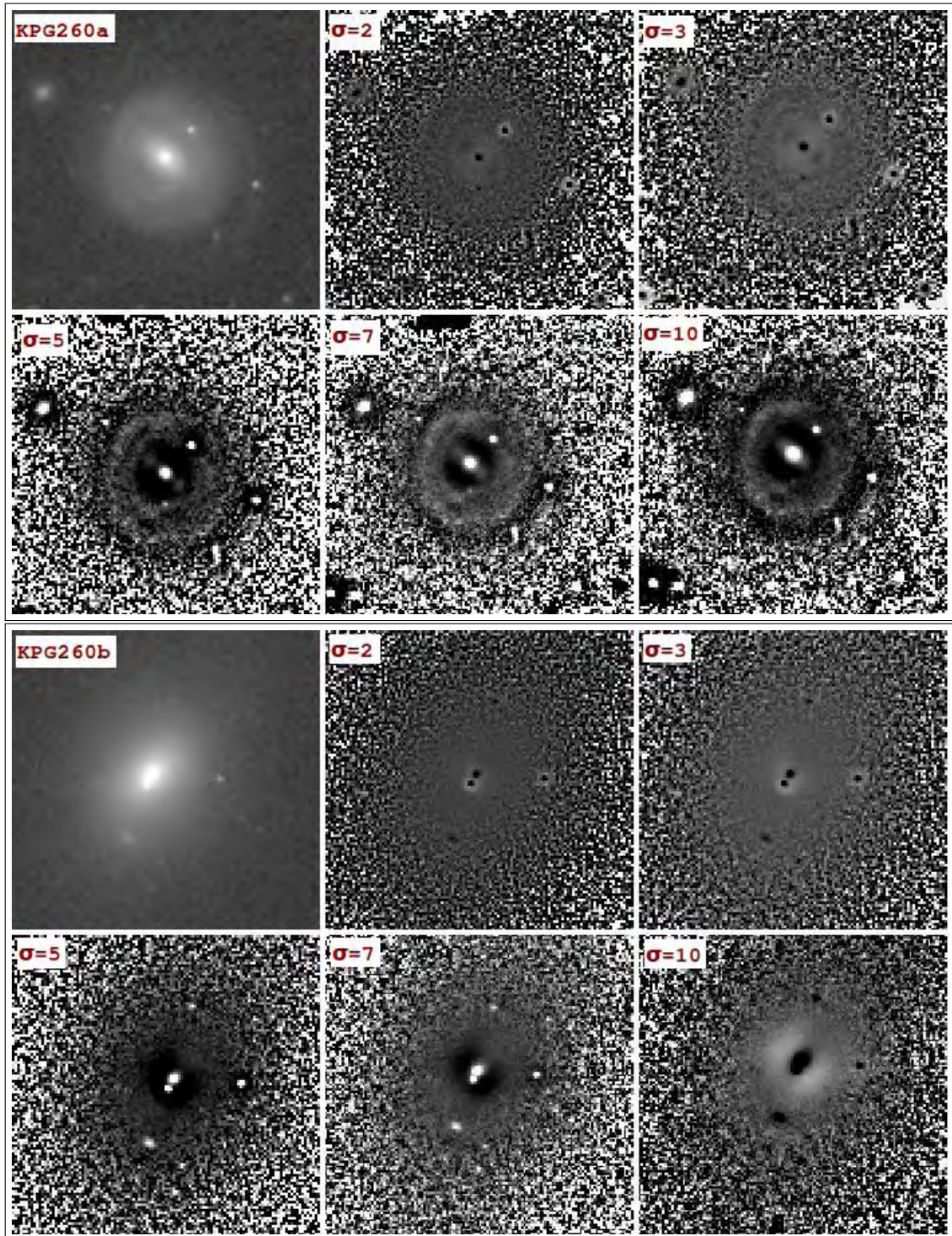


FIGURA 3.3. En el panel superior se muestra un mosaico de imágenes filtradas de la componente *a* del par **KPG260** generadas con una función gaussiana circular y distintos valores de  $\sigma = 2, 3, 5, 7$  y 10 píxeles en orden de izquierda a derecha y de arriba hacia abajo. La imagen superior izquierda muestra la imagen original en la banda *I*. En el panel inferior se muestra un mosaico de imágenes de la componente *b* generadas de la misma manera que en el panel superior.

espiral las estructuras que se mostraban con valores más pequeños de  $\sigma$  están mejor resaltadas permitiéndonos distinguir en éste caso la existencia de una barra. Para el caso de la elíptica simplemente confirma que tanto en el interior como en el exterior la galaxia no presenta ninguna otra estructura.

Sin embargo, para evitar detecciones falsas de barras realizamos una serie de pruebas generando imágenes sharp filtered no sólo con una gaussiana circular sino también con gaussianas elípticas. Ésto lo logramos cambiando los valores de la razón de ejes de 0.8, 0.5 y 0.2 para obtener kernels casi circulares, elongados y extremadamente elongados respectivamente. El correspondiente ángulo de orientación  $\theta$  del semi-eje mayor de las elipses fue también modificado con valores de  $0^\circ$ ,  $45^\circ$  y  $90^\circ$  medido en contra de las manecillas del reloj desde el eje “x”. Estas pruebas con todo el detalle se muestran en el apéndice A.

[Lisker et al. (2006)] realizaron pruebas similares encontrando que una buena forma de detectar barras en las regiones centrales de las galaxias es aplicando una función gaussiana elíptica, sin embargo, hacen notar que una mala elección en los parámetros de estas funciones podrían generar estructuras ficticias a lo largo del eje menor (como en los casos cuando  $y/x = 0.2$  en las figuras A.5 y A.6), de modo que una máscara circular podría servir como complemento para checar si una elongación aparente a lo largo del semi-eje menor es real o sólo es causada por la variación de la elipticidad.

### 3.4. Descomposición 2D con GALFIT

Un camino para extraer información estructural de galaxias en imágenes 2D tradicionalmente es ajustando funciones analíticas al perfil de brillo superficial (por ejemplo, un de Vacouleurs, Sérsic, exponencial) que son de forma elipsoidal. Las elipses son convenientes para este propósito porque para galaxias grandes en proyección se ven más o menos elípticas y porque es más fácil entender que significan los parámetros como el tamaño, cociente de ejes y ángulo de posición en una función elíptica.

Sin embargo, podría ser interesante cuantificar la subestructura de una galaxia, donde es necesario ajustarse a una forma detallada lo mejor posible para que los residuos no afecten la extracción. GALFIT es un algoritmo de ajuste paramétrico 2D para galaxias, escrito en el lenguaje de programación C, el cual utiliza para leer y producir imágenes FITS el paquete CFITSIO ([Pence 1999]). GALFIT está diseñado para hacer tareas de descomposición de imagen compleja por lo que permite un número arbitrario y combinación de funciones paramétricas (Sérsic, Gaussiana, exponencial, etc.), que puede ajustar simultáneamente a cualquier número de galaxias y sus subestructuras. Sin embargo, la automatización requiere el uso de un algoritmo externo escrito por el usuario que se encarga tanto del pre-procesamiento (identificación de objetos, la estimación de parámetros inicial) y del post-procesamiento (la extracción y tabulación de los parámetros de ajuste) de los resultados apropiados.

En esta tesis además de los métodos antes mencionados para identificar barras, llevamos a cabo una descomposición 2D con el programa GALFIT ([Peng 2010]) para complementar el análisis morfológico de nuestra muestra de pares mixtos haciendo una descomposición bulbo-disco, en donde utilizamos una función de Sérsic para el bulbo y una función exponencial para el disco. En la figura se muestra un ejemplo de las imágenes obtenidas después de hacer la descomposición bulbo disco con el programa GALFIT. Mosaicos de

imágenes obtenidas con el programa GALFIT. En el panel superior izquierdo se muestra la imagen de la componente  $b$  del par **KPG63** en la banda  $I$ . El panel inferior izquierdo muestra el modelo obtenido del ajuste. El panel superior derecho muestra el modelo para el bulbo con un Sérsic y en el panel inferior derecho se muestra el modelo para el disco ajustando un disco exponencial.

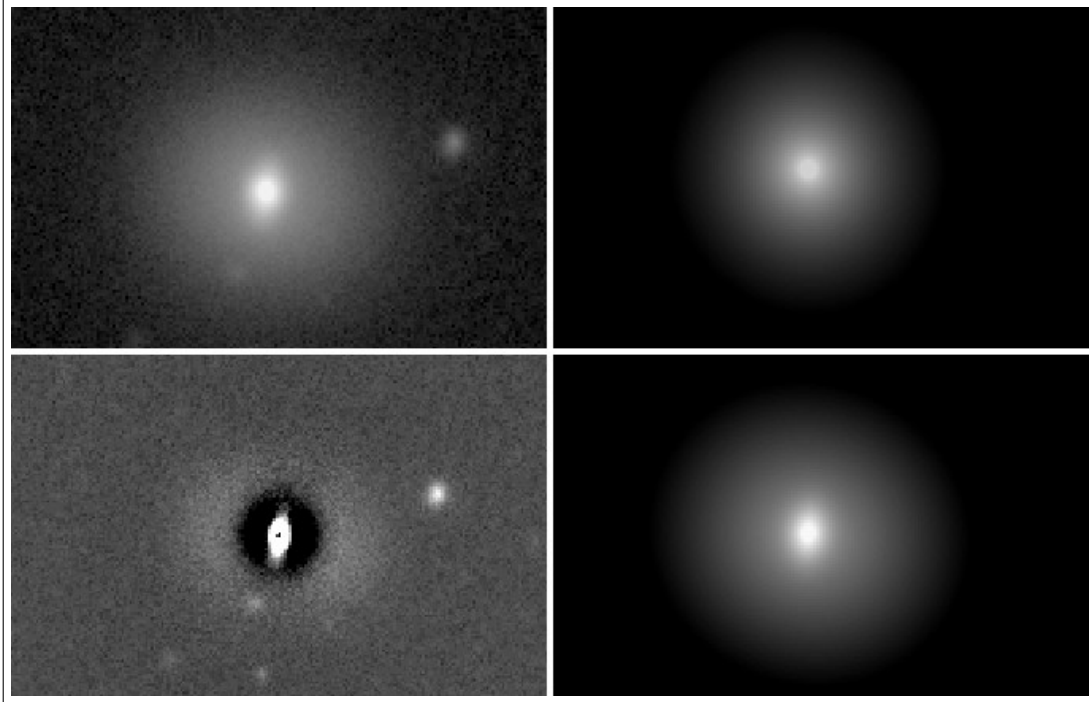


FIGURA 3.4. Mosaicos de imágenes obtenidas con el programa GALFIT. En el panel superior izquierdo se muestra la imagen de la componente  $b$  del par **KPG63** en la banda  $I$ . El panel inferior izquierdo muestra el modelo obtenido del ajuste. El panel superior derecho muestra el modelo para el bulbo con un Sérsic y en el panel inferior derecho se muestra el modelo para el disco ajustando un disco exponencial.

# Capítulo 4

## Detección de Barras

En este capítulo describiremos como se realizó la detección de barras en la muestra de pares mixtos a través de implementar los métodos que describimos en el capítulo 3. La muestra final consta de 95 pares con morfología mixta (E/S0 + S/Irr), es decir, 190 galaxias, de las cuales eliminamos aquellas cuya inclinación fuera mayor a  $65^\circ$  a partir de la ecuación ([Hubble 1926, Holmberg 1958, Lambas et al. 1992]):

$$\cos(i) = \sqrt{\frac{q^2 - q_0^2}{1 - q_0^2}} \quad (4.1)$$

donde  $q$  es la razón axial y  $q_0$  es la razón de ejes intrínseca de un disco. El valor más aceptado para  $q_0^2$  es 0.2 ([Erwin & Sparke 2003]). Para la detección de barras sólo consideramos galaxias de disco (incluyendo las galaxias S0), por lo que las galaxias elípticas también fueron eliminadas de este análisis. Así la muestra final de galaxias de disco está formada por un total de 114 galaxias (ver el apéndice B, tabla B.2).

Para realizar el estudio de la incidencia de barras tomamos en cuenta distintas estrategias utilizadas en trabajos previos e implementamos las técnicas de detección de acuerdo a las necesidades de nuestra muestra de galaxias de disco. Adoptamos el método de análisis isofotal como el método primario de detección de barras y de manera independiente hicimos la detección con el método fotométrico de Fourier. El método de imagen Sharp Filtered Imaging fue aplicado a todas las imágenes y fue considerado como un método complementario a los otros dos métodos.

Bajo condiciones apropiadas, las barras usualmente muestran una marca distintiva en sus perfiles de elipticidad ( $\epsilon$ ) y ángulo de posición ( $P.A$ ). En el análisis isofotal, generalmente los perfiles obtenidos muestran dos características en particular:

1. En la región de la barra, la elipticidad ( $\epsilon$ ) crece de manera constante hasta que alcanza un máximo global seguido de una caída y
2. En esa misma región el ángulo de posición ( $P.A$ ) permanece constante.



Después de esa región estas características específicas ya no se acoplan y es cuando se da la transición hacia el disco ([Marinova & Jogee (2007), Gadotti et al. 2007, Aguerri et al. (2009)]).

De las imágenes originales de los pares mixtos en las bandas  $B$  e  $I$ , un primer paso fue remover todas las estrellas de campo en la vecindad de cada galaxia, después calculamos el centro de cada componente y dependiendo del grado de interacción, estimamos un radio máximo ( $r_{rep}^{gal}$ ) en la región externa para empezar el ajuste de elipses hacia el centro de la galaxia. De estos ajustes obtuvimos los perfiles radiales del brillo superficial ( $I$ ), elipticidad ( $\epsilon$ ), ángulo de posición ( $P.A$ ) y el término  $B_4$  de los coeficientes de Fourier. Éste término es la amplitud que multiplica el término  $\cos(4\theta)$  normalizado por la longitud del semi-eje mayor y el gradiente de intensidad total donde  $\theta$  es el ángulo acimutal. En el caso de las componentes que son elípticas y lenticulares además de los parámetros anteriores también obtuvimos el término  $A_4$  de los coeficientes de Fourier (ver la figura 4.1).

Se considera a una galaxia como barrada si reúne las siguientes condiciones:

1. Que la elipticidad tenga un máximo más grande que 0.08 y al final de la barra exista un cambio en la elipticidad de al menos  $\Delta\epsilon = 0.08$
2. Que al mismo tiempo el ángulo de posición permanezca constante con un  $\Delta P.A = 20^\circ$  dentro de la región de la barra.

Adoptamos este criterio siguiendo el trabajo de [Aguerri et al. (2009)], quien a través de un estudio detallado con ayuda de galaxias sintéticas, probó diferentes valores para  $\Delta\epsilon = 0.1, 0.08, 0.05$  y  $\Delta P.A = 10^\circ, 20^\circ, 30^\circ$  encontrando la mejor combinación de estos parámetros para maximizar la detección de barras.  $\Delta\epsilon = 0.08$  y  $\Delta P.A = 20^\circ$  resultaba con el menor número de detecciones falsas. Hacemos notar que éste criterio, en combinación con los otros métodos aquí utilizados, nos permiten detectar barras fuertes y también detectar barras menos prominentes. [Marinova & Jogee (2007)] y [Menéndez-Delmestre et al. (2007)] establecieron un criterio similar para clasificar una galaxia como barrada, pero ellos consideraron un incremento en elipticidad más grande que 0.2 y 0.25 respectivamente, para distinguir entre estructuras ovales y barras con una  $\Delta\epsilon = 0.1$  and  $\Delta P.A = 10^\circ$ , similar a [Laine et al. 2002] y [Barazza et al. (2008)]. Sin embargo, este criterio es útil para la detección de barras fuertes o prominentes, con longitudes mínimas (dependiendo de la muestra) típicamente más grandes que 1 kpc ( $\epsilon \geq 0.2$ ).

En una primera iteración, nosotros codificamos las condiciones antes mencionadas y ejecutamos un script en python para todos los resultados del ajuste isofotal. Después de varias corridas y optimizar el procedimiento, identificamos una primera submuestra de galaxias con barras bien definidas, es decir, aquellas que muestran un contraste  $\Delta\epsilon$  de acuerdo con lo establecido. Notamos que en esta submuestra de galaxias con barras bien definidas, el perfil radial del término  $B_4$  alcanza un máximo que es definido positivo en la región de la barra. En la figura 4.1 se muestran los perfiles radiales del brillo superficial ( $I$ ), elipticidad ( $\epsilon$ ) y ángulo de posición para el par **KPG197**. Éste es un par con morfología mixta (S0 + S) donde la componente **a** (galaxia de la derecha) es una galaxia espiral barrada y la componente **b** (galaxia de la izquierda) es una galaxia lenticular, como se puede observar en el panel derecho de la figura. En el panel izquierdo se muestran los perfiles radiales de cada una de las componentes, cada uno con características diferentes. El caso que más nos interesa por ahora es la componente **a**, en el perfil podemos distinguir varias cosas: 1) el

perfil radial de elipticidad muestra un incremento hasta alcanzar un máximo ( $\epsilon_{max}$ ) superior a 0.3 seguido de un contraste en elipticidad  $\Delta\epsilon$  mayor a 0.08, 2) en la misma región el ángulo de posición ( $P.A$ ) muestra un comportamiento más o menos constante dentro de  $20^\circ$ . Éste es un ejemplo típico de detección que nuestro código detectó en una primera iteración porque cumple estrictamente con las condiciones que establecimos para decir que existe una barra. Además también está graficado el perfil radial de término  $B_4$ . Sin embargo, hacemos notar que este término puede tener un comportamiento incierto en el sentido de que cuando está presente una estructura elongada o bi-simétrica, el perfil radial del término  $B_4$  muestra un máximo siempre positivo en algún lugar dentro de la región de esa estructura elongada sugiriendo la presencia de la misma, pero no necesariamente indicando su posición.

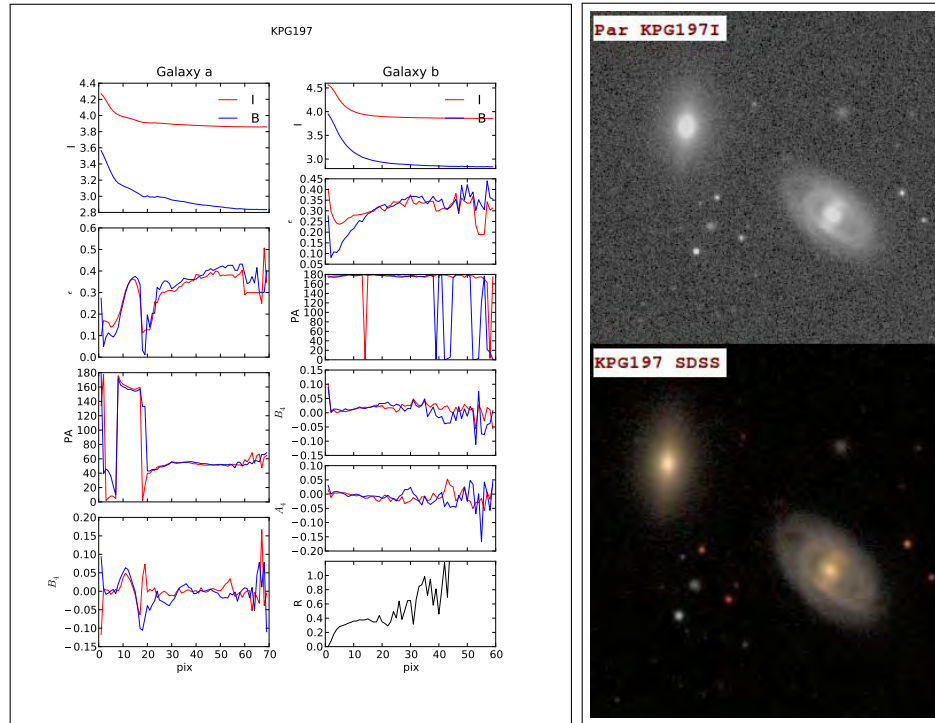


FIGURA 4.1. **Panel izquierdo:** Perfiles radiales del Brillo superficial ( $I$ ), elipticidad ( $\epsilon$ ) y ángulo de posición ( $P.A$ ) del par **KPG197**. Además se muestran los perfiles radiales de los términos  $B_4$  y  $A_4$  de Fourier. **Panel derecho:** Arriba se muestra la imagen del par en la banda  $I$ . Abajo se muestra una imagen a color tomada de la base de datos del SDSS.

Entonces, en casos difíciles (ver sección 4.1), donde los perfiles de elipticidad y ángulo de posición no reúnen claramente las condiciones características de una barra, el término  $B_4$  es un indicador útil que sugiere la presencia de una estructura bisimétrica en esa región. También notamos que la localización del máximo en el perfil del término  $B_4$  no es el mismo para las barras, en algunos casos éste se encuentra al final de la barra o cerca del centro de ésta ([Gadotti & de Souza (2006)]). [Erwin & Sparke 2003] menciona esto para barras secundarias, embebidas dentro de bulbos, y comenta que aunque la señal del término  $B_4$  es siempre positiva, ésta no puede ser usada para discriminar barras de otras estructuras elongadas embebidas como discos estelares o anillos. Además de observar el comportamiento de los perfiles, cuando detectamos una barra con el método de ajuste isofotal hicimos una inspección visual de las imágenes en la banda  $I$  después de aplicar el método sharp filtered para confirmar la presencia de las barras. La figura 4.2 muestra las imágenes filtradas

obtenidas con el método sharp filtered del par **KPG197**. En ellas podemos ver que para una función gaussiana circular con tamaños de  $\sigma = 2, 3$  pixeles (segundo y tercer paneles superiores) la barra no es detectada, sin embargo, cuando utilizamos tamaños más grandes para  $\sigma = 5, 7$  y  $10$  pixeles (paneles inferiores, respectivamente) la barra es resaltada. Éste resultado corresponde a la misma región en donde los perfiles radiales obtenidos del ajuste isofotal detectaron la presencia de la barra (figura 4.1).

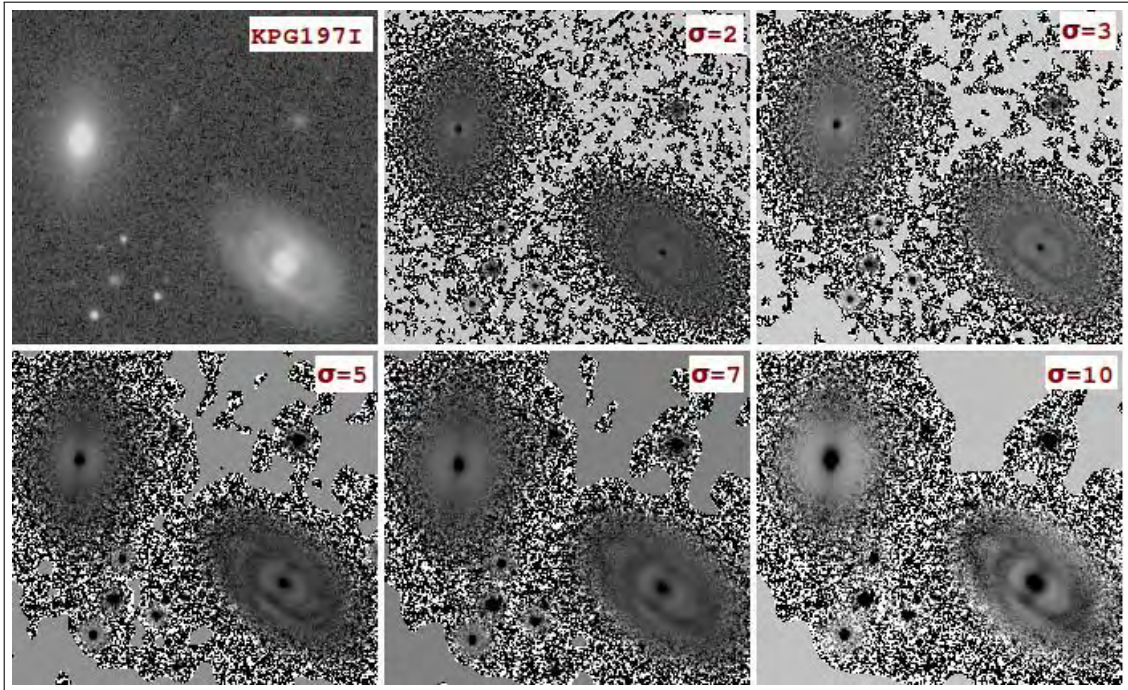


FIGURA 4.2. Mosaico de imágenes filtradas obtenidas de la convolución con una función gaussiana circular con diferentes valores para  $\sigma$  del par **KPG197**. La imagen superior izquierda muestra la imagen en la banda *I*, las siguientes imágenes corresponden a los valores de  $\sigma = 2, 3, 5, 7$  y  $10$  pixeles ordenados de izquierda a derecha y de arriba hacia abajo.

Otro ejemplo de detección bien definida se muestra en la figura 4.3. En este caso los perfiles radiales de elipticidad ( $\epsilon$ ) y ángulo de posición ( $P.A$ ) de la componente **a** del par **KPG359** cumplen con las condiciones establecidas para confirmar la presencia de una barra. Éste es un par con morfología mixta (S0 + S) cuya componente **a** es la galaxia espiral barrada que ahora estamos analizando. Aquí el perfil radial de elipticidad crece hasta una elipticidad máxima  $\epsilon_{max} = 0.3$  con un contraste en elipticidad  $\Delta\epsilon > 0.08$  bien establecido. Además, al igual que en el caso de la componente **a** del par **KPG197**, el perfil radial del término  $B_4$  de Fourier presenta un pico en la misma región pero aquí de mucho mayor amplitud ubicado casi al mismo nivel que el máximo de la elipticidad. Por otro lado cuando convolucionamos las imágenes con una función gaussiana circular el método sharp filtered nos muestra que la presencia de la barra es resaltada de mejor manera para tamaños de  $\sigma = 5, 7$  y  $10$  confirmando lo detectado en los perfiles radiales con el método de isofotas.

Una consideración más que hicimos fue ver que si se cumple que  $\Delta\epsilon \geq 0.08$  en algún lugar a lo largo del perfil de elipticidad ( $\epsilon$ ) y al mismo tiempo el  $\Delta P.A = \pm 10^\circ$  también se cumpla, entonces es posible que exista una barra, pero en algunos casos pasa que está alineado fortuitamente con el eje mayor del disco exterior. Estos casos los señalamos como barras “posibles” y examinamos cuidadosamente las imágenes filtradas de la galaxia para

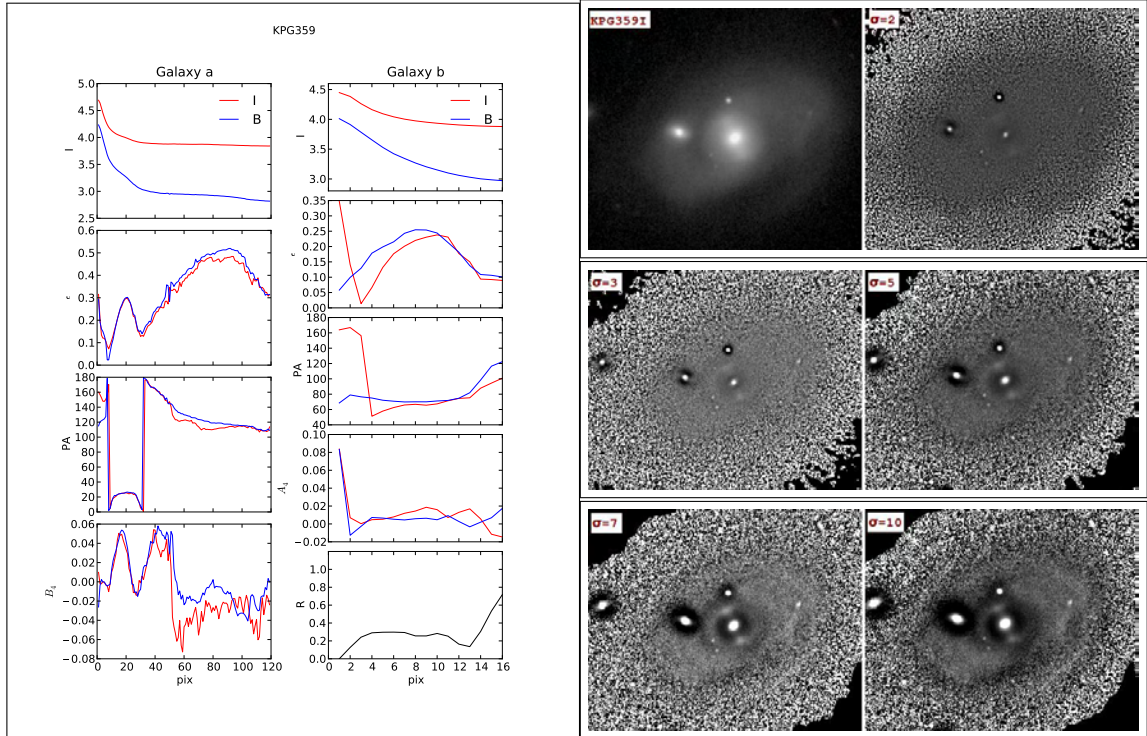


FIGURA 4.3. **Panel Izquierdo:** Perfiles radiales de la elipticidad ( $\epsilon$ ), ángulo de posición ( $P.A$ ) y término  $B_4$  de Fourier del par **KPG359**. **Panel Derecho:** Mosaico de imágenes filtradas obtenidas de la convolución con una función gaussiana circular con diferentes valores para  $\sigma$ . La imagen superior izquierda muestra la imagen en la banda  $I$ , las siguientes imágenes corresponden a los valores de  $\sigma = 2, 3, 5, 7$  y  $10$  pixeles ordenados de izquierda a derecha y de arriba hacia abajo.

ver si podíamos confirmarla. Cuando esto sucede etiquetamos la galaxia como barrada si identificamos la barra en las imágenes filtradas y al mismo tiempo los perfiles de elipticidad ( $\epsilon$ ) y ángulo de posición ( $P.A$ ) en la misma región muestran la huella característica aún sin satisfacer completamente las condiciones establecidas. En la figura 4.4 se muestra un ejemplo de estas condiciones. El panel izquierdo muestra los perfiles radiales de elipticidad ( $\epsilon$ ), ángulo de posición ( $P.A$ ) y término  $B_4$  de Fourier para la componente  $b$  del par **KPG312** obtenidos del ajuste isofotal en las bandas  $B$  e  $I$ . Este caso resultó ser muy interesante porque dentro de los primeros 10 pixeles los perfiles muestran una huella parecida a la que presenta una barra pero con un contraste en la elipticidad de  $\Delta\epsilon = 0.045$  que no satisface nuestras condiciones, pero inmediatamente después la elipticidad comienza a crecer de nuevo hasta alcanzar un nuevo máximo en la elipticidad  $\epsilon_{max} = 0.569$  y un contraste en la elipticidad de  $\Delta\epsilon = 0.108$ . Aquí las condiciones se satisfacen completamente por lo cual éste es un caso que sólo de los resultados del ajuste isofotal lo etiquetamos como “posible barra”. Para evitar una falsa detección entonces acudimos a revisar las imágenes filtradas. El panel derecho de la figura 4.4 muestra los resultados. Como en toda la muestra utilizamos una función gaussiana circular con diferentes tamaños. El recuadro superior izquierdo muestra la imagen en la banda  $I$ , y luego se encuentran las imágenes obtenidas con valores de  $\sigma = 2, 3, 5, 7$  y  $10$  pixeles ordenados de izquierda a derecha y de arriba hacia abajo. Con éstas imágenes logramos identificar varias cosas: 1) la primer huella detectada en los primeros 10 pixeles efectivamente no se trataba de una barra. Las imágenes filtradas con tamaños pequeños de sigma  $\sigma = 2$  y  $3$  muestran que en esa región

hay una especie de anillo y dentro de él una estructura como pequeños brazos espirales. Este resultado fue importante porque aunque en los perfiles radiales se mostraba la huella de la existencia de una barra sin cumplir estrictamente con las condiciones establecidas la experiencia que nos dejó fue de entrada tomar en cuenta estos casos y no desecharlos por no cumplir con las condiciones establecidas porque existía la posibilidad de que si fuera una barra y segunda nos permitió ver que el método Sharp Filtered Imaging es muy importante en estos casos para distinguir estructuras internas en las galaxias además de barras. 2) La segunda huella detectada en los perfiles radiales que satisfacen nuestras condiciones en elipticidad y ángulo de posición se ven bien reflejadas en las imágenes. En este caso las imágenes filtradas con tamaños grandes para  $\sigma = 7$  y 10 pixeles no dejan duda de la presencia de una barra. 3) La importancia de generar de manera sistemática imágenes filtradas con diferentes tamaños quedó de manifiesto en este ejemplo y que al final resultó ser muy importante.

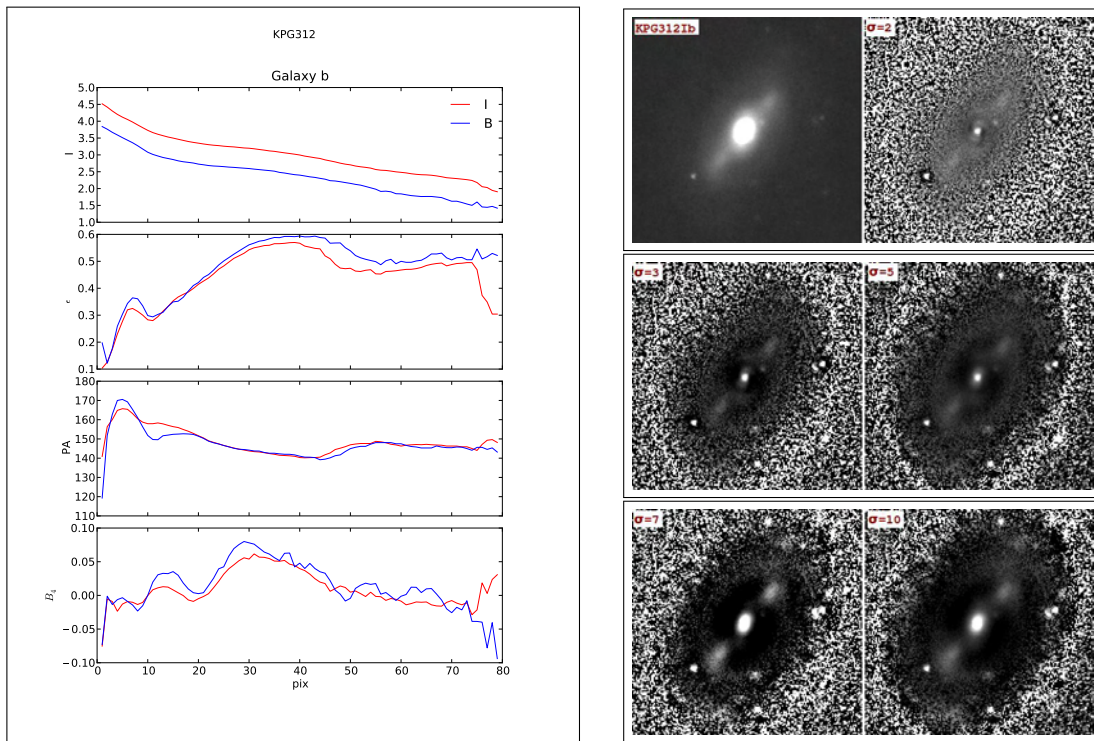


FIGURA 4.4. **Panel Izquierdo:** Perfiles radiales de la elipticidad ( $\epsilon$ ), ángulo de posición ( $P.A$ ) y término  $B_4$  de Fourier del par KPG312. **Panel Derecho:** Mosaico de imágenes filtradas obtenidas de la convolución con una función gaussiana circular con diferentes valores para  $\sigma$ . La imagen superior izquierda muestra la imagen en la banda  $I$ , las siguientes imágenes corresponden a los valores de  $\sigma = 2, 3, 5, 7$  y 10 pixeles ordenados de izquierda a derecha y de arriba hacia abajo.

Por último, hay dos cosas más que quedan de manifiesto en éste ejemplo, la primera es que en las imágenes filtradas podemos ver que la barra está alineada con el disco externo de la galaxia y en los perfiles radiales esto se ve muy bien reflejado en el perfil del ángulo de posición ( $P.A$ ) donde es bastante claro que prácticamente permanece constante en toda la galaxia. La segunda es con respecto al término  $B_4$  de Fourier, en ambas huellas detectadas en los perfiles radiales éste término aparece sin tanta amplitud y más ancho que en los casos de detecciones claras, dejándonos ver que aunque es un parámetro que nos puede ayudar a determinar la existencia de una barra también podría ocasionar falsas detecciones si sólo

se toma en cuenta este parámetro. [Menéndez-Delmestre et al. (2007)] encontró que cerca del final de la barra la elipticidad ( $\epsilon$ ) y el ángulo de posición ( $P.A$ ) usualmente comienzan a mostrar grandes desviaciones, típicamente al nivel de  $\Delta\epsilon = 0.1$  y  $\Delta P.A = 10^\circ$ . Nosotros adoptamos este criterio para definir el radio de la frontera exterior de la barra. El tamaño proyectado de la barra se establece como el semi-eje mayor de la isofota donde el pico del perfil de elipticidad ( $\epsilon$ ) es consistente con la longitud observada de la barra en las imágenes filtradas, con su error asociado como el rango del semi-eje mayor conteniendo la posición del máximo del perfil de elipticidad (es decir,  $\epsilon = \epsilon_{max} - 0.01$ ) en la región de la barra.

Con el primer subconjunto de detecciones bien definidas obtenidas con el método isofotal procedimos a analizar de manera independiente los resultados obtenidos con el método fotométrico de Fourier y las imágenes obtenidas de la técnica del sharp filtered para esas mismas galaxias. También implementamos un procesamiento automático de imágenes que produjo la salida de varias imágenes filtradas de la combinación de diferentes tamaños de kernels y orientaciones del ángulo de posición (además de los circulares) que se mencionaron en el capítulo 3. Para este subconjunto hemos comprobado el buen acuerdo entre el análisis isofotal, el análisis de Fourier y el método de filtrado de imágenes sharp filtered para la detección de la barra, es decir, que en los tres casos no hay duda de la presencia de la barra.

En una segunda iteración procedimos con la identificación de un subconjunto de galaxias con barras no tan bien definidas donde todavía es posible encontrar una señal débil de la huella típica de una barra pero a diferentes valores de la elipticidad ( $\epsilon$ ) de los establecidos por nosotros y de los citados por [Aguerre et al. (2009)]. En estos casos los perfiles radiales de elipticidad ( $\epsilon$ ) y ángulo de posición ( $P.A$ ) no permiten una identificación clara de la barra principalmente porque no se alcanza el contraste de elipticidad  $\Delta\epsilon \geq 0.08$ , sin embargo, existe un contraste mínimo que nos hace pensar en la posibilidad de la presencia de una barra. Cuando esto sucede realizamos una inspección visual de las imágenes en la banda  $I$  y sus correspondientes imágenes filtradas. Después de la inspección visual y la identificación de tales barras en las imágenes filtradas, procedimos a comparar los perfiles fotométricos y los del método de Fourier para comprobar si no estamos siendo engañados por las complejidades estructurales internas de las galaxias, como podrían ser brazos espirales, estructuras de polvo o efectos de proyección, entre otras causas. En la figura 4.5 se muestran los perfiles radiales obtenidos del ajuste isofotal (panel izquierdo superior), el perfil obtenido del análisis de Fourier (panel superior derecho) y las imágenes filtradas obtenidas del método sharp filtered imaging (panel inferior). En éste caso se trata de la componente  $b$  del par **KPG602**. Los perfiles radiales de elipticidad ( $\epsilon$ ) y ángulo de posición ( $P.A$ ) sugieren la presencia de una barra, sin embargo, no cumple con las condiciones establecidas para el contraste de elipticidad  $\Delta\epsilon \geq 0.08$ . Aquí el perfil radial de elipticidad presenta un incremento hasta un valor de  $\sim 0.381$  a un radio de  $\sim 17$  pixeles y un contraste  $\Delta\epsilon = 0.02$  y posteriormente comienza a crecer alcanzando la región de los brazos espirales. Al mismo tiempo en la región de la posible barra el  $P.A$  se mantiene constante dentro de un  $\Delta P.A = 20^\circ$ . La última huella detectada para pensar en una posible barra viene del término  $B_4$  de Fourier el cual presenta un máximo ubicado muy cerca de la posición del máximo de elipticidad. Haciendo una inspección visual de la imagen del par en la banda  $I$  es clara la presencia de la barra y cuando la convolucionamos con una función gaussiana circular con los diferentes tamaños para  $\sigma = 2, 3, 5, 7$  y  $10$  pixeles la barra resulta más evidente sobre todo cuando los filtros son con tamaños más grandes como se puede ver en la figura.

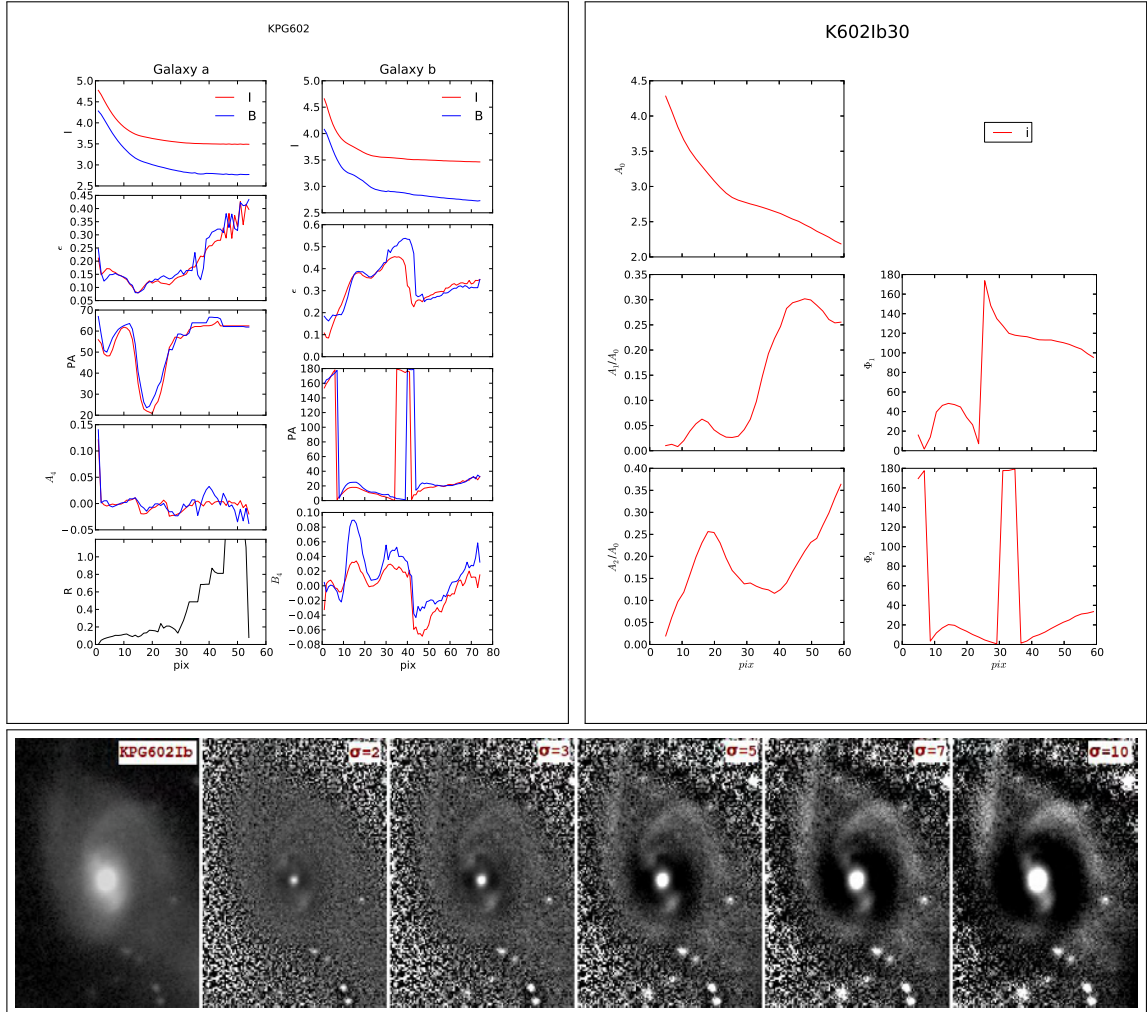


FIGURA 4.5. **Panel superior izquierdo:** Perfiles radiales de brillo superficial  $I$ , elipticidad ( $\epsilon$ ), ángulo de posición ( $P.A$ ) y términos  $B_4$  y  $A_4$  de Fourier del par KPG602. **Panel superior derecho:** Perfiles acimutales de los modos  $m = 1$  y  $2$  y sus correspondientes fases  $\phi_1$  y  $\phi_2$  obtenidos del análisis de Fourier de la componente **b**. **Panel inferior:** Mosaico de imágenes filtradas obtenidas de la convolución con una función gaussiana circular con diferentes valores para  $\sigma$ . El primer cuadro muestra la imagen en la banda  $I$  de la componente **b**, las siguientes imágenes corresponden a los valores de  $\sigma = 2, 3, 5, 7$  y  $10$  píxeles ordenados de izquierda a derecha.

Comprobada la existencia de la barra con las imágenes filtradas revisamos el perfil acimutal obtenido con el método de Fourier. Este perfil muestra los modos  $m = 1$  y  $2$  (a la izquierda) y sus correspondientes fases  $\phi_1$  y  $\phi_2$  asociadas (a la derecha). Como mencionamos en el capítulo 3 el modo  $m = 2$  es el que se asocia a estructuras elongadas como barras y el cual vamos a considerar para determinar si existe o no una barra. De la figura podemos ver algunas cosas: 1) El perfil de brillo superficial representado por la amplitud de orden cero ( $A_0$ ) de Fourier en los perfiles acimutales presenta el mismo comportamiento que el perfil de brillo superficial radial del método isofotal extendiéndose típicamente a una región de tres radios de escala; 2) El modo  $m = 1$  representado por la amplitud  $A_1/A_0$  en el perfil acimutal nos permite ver que dentro de los primeros 25 píxeles hay una asimetría muy bien definida con una amplitud de  $\sim 0.07$  y posteriormente otra de amplitud mayor de  $\sim 0.3$  hacia el borde de la galaxia asociada con los brazos espirales. Al mismo tiempo la

fase asociada  $\phi_1$  delimita bastante bien estas dos regiones y se ve reflejado en que tienen ángulos diferentes. 3) Lo más interesante en éste caso es lo que nos permite ver el modo  $m = 2$  representado por la amplitud  $A_2/A_0$ . Aquí se muestra un incremento en la amplitud hasta un valor máximo de  $\sim 0.26$  ubicado  $\sim 17$  pixeles y posteriormente una caída a un radio de  $\sim 29$  pixeles delimitando perfectamente la región de la barra y posteriormente la amplitud vuelve a crecer hacia la parte exterior de la galaxia. Al mismo tiempo la fase asociada  $\phi_2$  en la región de la barra permanece constante dentro de un  $\Delta\phi_2 = 20^\circ$ . Estas condiciones favorecen la presencia de una barra detectada con el método de Fourier y que corresponden a la misma región en donde el método de isofotas presentaba una mínima huella de la presencia de una barra y donde las imágenes filtradas lo confirmaron. Éste es un ejemplo muy claro en donde el método de Fourier ayudó a confirmar la presencia de la barra ya que los perfiles acimutales son mucho más claros que los perfiles radiales del método isofotal.

En casos como éste procedimos a modificar y ajustar los criterios de detección de barras originales (tanto el ajuste de isofotas como el de Fourier) para incluir en la medida de lo posible, tales barras. En el caso del análisis isofotal, los problemas que presentan éste tipo de galaxias es que en su perfil de elipticidad ( $\epsilon$ ) el contraste establecido  $\Delta\epsilon = 0.08$  posterior al máximo no se satisface por diversas razones (que discutiremos con detalle en la siguiente sección de éste capítulo), por lo que en estos casos relajamos el método distinguiendo simplemente el máximo establecido en el perfil de elipticidad (aunque sea muy débil) sin importar que posteriormente a éste no exista un contraste  $\Delta\epsilon$  como establecimos en un principio, pero sí que exista un cambio mínimo reconocible en el perfil que nos permita pensar que en esa región podría existir una barra. Para el caso del método de Fourier hicimos algo muy similar solo que en este caso tomamos en cuenta el perfil del modo  $m = 2$  el cual se comporta de manera similar que la elipticidad en el análisis isofotal. Es importante mencionar que en el método de Fourier y dependiendo del tamaño aparente de cada galaxia, fue conveniente intentar con diferentes muestreos de las imágenes con el fin de obtener mejor señal y resolución tanto radial como acimutal como fuera posible. En nuestra experiencia este procedimiento de muestreo del método de Fourier dió como resultado un buen acuerdo en los resultados con el método isofotal.

De ésta segunda iteración, podemos reconocer galaxias pertenecientes a otro subconjunto que nosotros llamamos “casos difíciles”. Estos casos incluyen barras alineadas con su correspondiente disco exterior, haciendo difícil el cumplimiento de los criterios establecidos en el método isofotal para detectar una barra, barras aparentemente escondidas por un bulbo prominente donde nuestro método de filtrado de imágenes (sharp filtered) mostró ser muy útil y barras alineadas en ambos extremos con los brazos espirales aparentemente emergiendo de ella. Adicionalmente, detectamos casos señalados como posibles barras donde nosotros pudimos apreciar la existencia de distorsiones ovales internas con extensiones espaciales menores que 5 pixeles en las imágenes. Esto se discute a continuación.

## 4.1. Casos Difíciles

### 4.1.1. Barra alineada con el disco ( $P.A_{barra} \sim P.A_{disco}$ )

Como mencionamos anteriormente, de nuestra experiencia encontramos casos en los que de las imágenes filtradas obtenidas con el método sharp filtered la presencia de una barra era clara, pero en los perfiles obtenidos con el método de isofotas y con el análisis



de Fourier para las mismas galaxias, esto no resultaba ser muy claro. Una de las razones podría ser que la barra estuviera alineada a lo largo del semi-eje mayor del disco exterior, es decir, que el ángulo de posición de la barra ( $P.A_{barra}$ ) sea muy parecido al ángulo de posición del disco externo de la galaxia ( $P.A_{disco}$ ), provocando que el perfil de la elipticidad ( $\epsilon$ ) no muestre un contraste claro como el que se presentaría en una barra cuyo ángulo de posición fuera distinto al del disco. Como ejemplo de estos casos difíciles consideramos la componente **b** del par **KPG248**. En la figura 4.6 se muestran los perfiles radiales (panel izquierdo) del método de ajuste isofotal, los perfiles acimutales (panel derecho) del método de Fourier y un mosaico de imágenes obtenido de la convolución con funciones gaussianas circulares y elípticas con diferentes tamaños ( $\sigma = 2, 3, 5, 7$  y 10 pixeles) en el panel inferior. El perfil radial de elipticidad ( $\epsilon$ ) no muestra el incremento típico hasta llegar a un máximo de elipticidad ( $\epsilon_{max}$ ) y después un contraste  $\Delta\epsilon$ , sino que llega a un valor de  $\epsilon \sim 0.406$  en elipticidad donde se mantiene ( $\sim 13$  pixeles) y después rápidamente empieza a crecer. Por otro lado el ángulo de posición ( $P.A$ ) todo el tiempo se mantiene constante, prácticamente con el mismo ángulo indicando que si alguna estructura interna estuviera presente en la galaxia estaría alineada con el disco externo. El perfil radial del término  $B_4$  de Fourier en este caso no resultó muy útil ya que tampoco muestra el pico característico cuando encuentra alguna estructura elongada. Entonces el único indicio de una posible barra aquí es el punto de inflexión en el perfil radial de elipticidad. Para confirmar o descartar la posible barra procedimos a analizar las imágenes filtradas. En la parte inferior de la figura se muestra un mosaico de imágenes filtradas obtenidas del método sharp filtered imaging. La primer fila muestra las imágenes obtenidas de la convolución con una función gaussiana circular. El primer recuadro muestra la imagen de la componente **b** en la banda *I* y del segundo en adelante se muestran las imágenes filtradas con tamaños de  $\sigma = 2, 3, 5, 7$  y 10 pixeles respectivamente. En éste primer conjunto de imágenes podemos ver que la función gaussiana circular resalta bastante bien la barra incluso para tamaños de  $\sigma$  pequeños. Aunque ésta primera iteración nos deja ver bien la barra, para evitar algún sesgo realizamos una segunda prueba ahora tomando una función gaussiana elíptica con una razón de semi-ejes  $y/x = 0.5$  (moderadamente elíptica) con un ángulo de orientación del semi-eje mayor de las elipses de  $90^\circ$  (en éste caso perpendicular al disco de la galaxia) y con el mismo tamaño que en el caso de la función gaussiana circular.

Elegimos ésta orientación porque como discutimos en el capítulo 3 tomar funciones gaussianas elípticas orientadas con el mismo ángulo de posición o muy cercano tiende a desaparecer la barra si es que existe. En cambio cuando la orientación es perpendicular a los parámetros geométricos del disco, la barra es mejor resaltada si es que en realidad existe. En efecto, en este segundo conjunto de imágenes la barra sigue presente y se delinea mejor que con la función gaussiana circular. Y por completez agregamos en la última fila las imágenes obtenidas con una función gaussiana elíptica pero con un cociente de semi-ejes  $y/x = 0.2$  (muy elíptica) con los mismos tamaños que en los casos anteriores ordenados de izquierda a derecha respectivamente. De igual manera que en las imágenes anteriores aquí sigue sin haber duda de la presencia de la barra confirmando que la huella que los perfiles radiales del método isofotal realmente corresponden a una barra. Por último para asegurarnos definitivamente de ésta barra revisamos los resultados del método de Fourier. El perfil se muestra en el panel derecho de la figura 4.6, en donde después de hacer diferentes muestreos de las imágenes la que mejor señal y resolución nos dio de acuerdo al tamaño de la galaxia fue tomando 20 divisiones radiales y 24 acimutales. En éste caso el perfil acimutal del modo  $m = 2$  normalizado por la amplitud de orden cero de Fourier ( $A_2/A_0$ ) tiene el mismo comportamiento que el perfil radial de elipticidad del método de

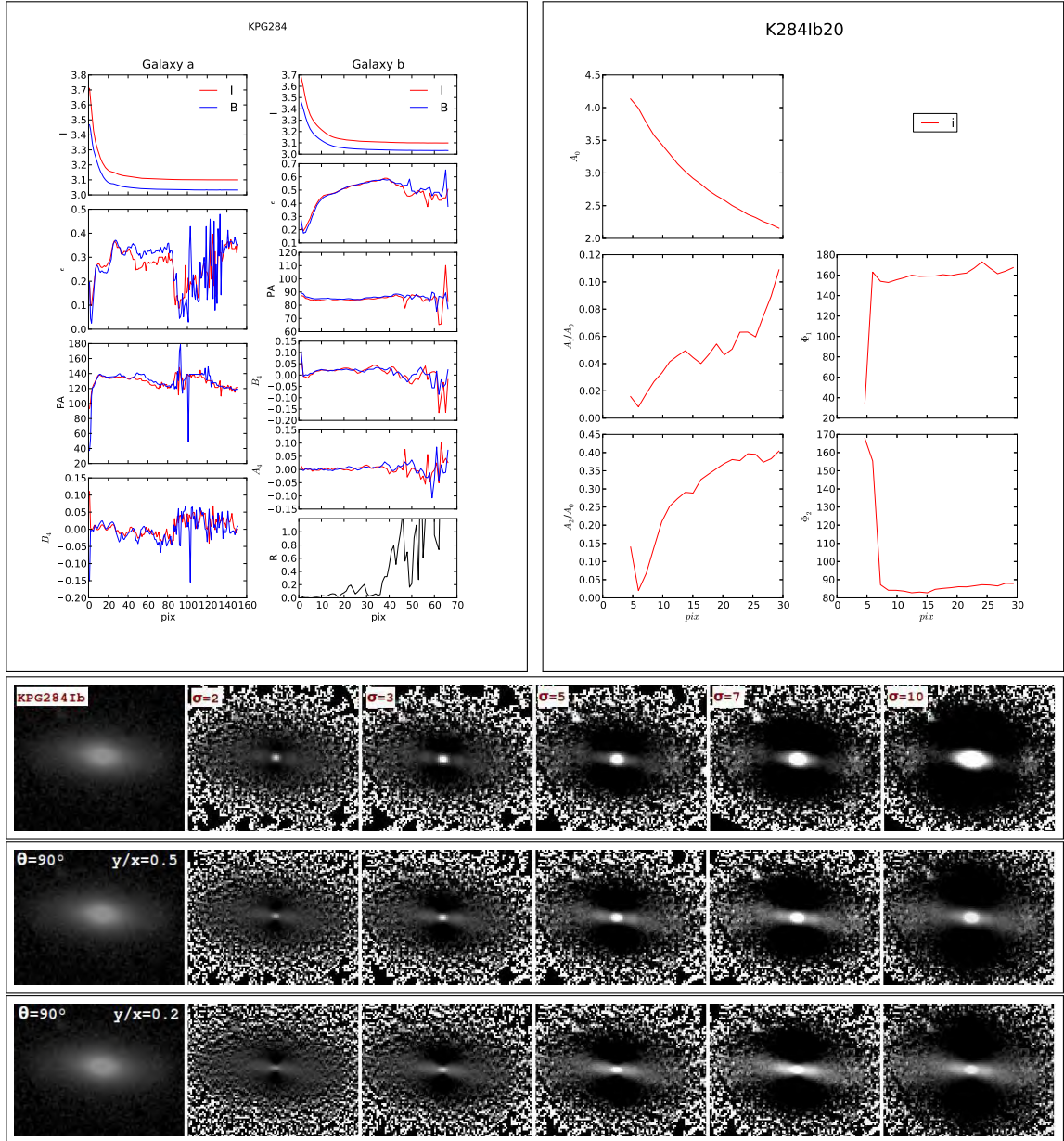


FIGURA 4.6. **Panel superior izquierdo:** Perfiles radiales de brillo superficial  $I$ , elipticidad ( $\epsilon$ ), ángulo de posición ( $P.A$ ) y términos  $B_4$  y  $A_4$  de Fourier del par KPG284. **Panel superior derecho:** Perfiles acimutales de los modos  $m = 1$  y  $2$  y sus correspondientes fases  $\phi_1$  y  $\phi_2$  obtenidos del análisis de Fourier de la componente **b**. **Panel inferior:** Mosaico de imágenes filtradas obtenidas con el método sharp filtered imaging. La primera fila corresponde a imágenes obtenidas de la convolución con una función gaussiana circular con diferentes tamaños para  $\sigma = 2, 3, 5, 7$  y  $10$  ordenados de izquierda a derecha. La primera imagen es la componente **b** en la banda  $I$ . La segunda y tercer filas corresponden a imágenes obtenidas de la convolución con una función elíptica con razones de semi-ejes  $y/x = 0.5$  y  $0.2$  respectivamente, con los mismos tamaños para  $\sigma$  y  $\theta = 90^\circ$ .

isofotas, pero el punto de inflexión en los perfiles acimutales es un poco más claro. Aquí el modo  $m = 2$  llega a un valor de  $A_2/A_0 \sim 0.28$  a un radio de  $\sim 14$  píxeles en la misma región que los métodos de isofotas y sharp filtered detectaron. Al mismo tiempo la fase asociada  $\phi_2$  se mantiene constante dentro de un  $\Delta\phi = 20^\circ$  en la región de la barra e incluso

en toda la galaxia. Con los resultados obtenidos de los tres análisis concluimos que la barra existe, sin embargo, los perfiles radiales y acimutales no son del todo contundentes por lo que en estos casos clasificamos las galaxias como aparentes ( $AB$ ).

#### 4.1.2. Bulbo prominente ocultando la barra

Otro problema que encontramos para detectar una barra es en aquellos casos en los que los perfiles radiales y acimutales no satisfacen de manera estricta las condiciones establecidas para la detección de una barra pero que aún logramos encontrar indicios de la posible existencia de una barra. Una explicación para esto es que entre los componentes estructurales en un disco hay uno cuyo brillo superficial domina sobre los otros enmascarando una posible barra subyacente, es decir, que exista un bulbo prominente que esté ocultando una barra.

En la figura 4.7 se muestra un ejemplo de estos casos. Aquí se muestra el par **KPG61** con morfología mixta ( $S0 + S$ ) cuya componente **b** es la que nos interesa investigar. En la figura del lado izquierdo se muestran los perfiles radiales de brillo superficial ( $I$ ), elipticidad ( $\epsilon$ ), ángulo de posición ( $P.A$ ) y términos  $B_4$  y  $A_4$  de Fourier. En el panel derecho se muestran los perfiles acimutales obtenidos con el método de Fourier y en el panel inferior se muestra un mosaico de imágenes obtenidas de la convolución con funciones gaussianas circulares y elípticas con diferentes tamaños ( $\sigma = 2, 3, 5, 7$  y  $10$  píxeles) utilizando el método sharp filtered. Primero revisamos los perfiles radiales de la componente **b**, en ellos podemos ver que el perfil radial de elipticidad ( $\epsilon$ ) no muestra el incremento típico hasta llegar a un máximo en elipticidad ( $\epsilon_{max}$ ) seguido del contraste en elipticidad ( $\Delta\epsilon$ ) habitual sino por el contrario llega a un valor en elipticidad de  $\sim 0.31$  a un radio de  $\sim 13$  píxeles (apenas distinguible en el perfil) e inmediatamente vuelve a crecer, muy parecido a los casos donde el disco está alineado con la barra. Por otro lado el perfil radial del ángulo de posición ( $P.A$ ) todo el tiempo sigue creciendo desde el centro de la galaxia, pasando por la región de la posible barra y después de ella, contrario a lo que mostraban los casos en donde la barra está alineada con el disco donde el  $P.A$  siempre se mantuvo constante. Sin embargo hay que notar que aunque el  $P.A$  crece la diferencia que existe entre el valor mínimo y máximo de éste parámetro es de apenas  $35^\circ$ . Considerando esto el  $P.A$  en la región donde existe una huella en la elipticidad de una posible barra cumple con nuestra restricción de  $\Delta P.A = 20^\circ$ . El perfil radial del término  $B_4$  de Fourier por su parte tampoco nos permite distinguir si por lo menos existe una estructura elongada en la galaxia, por lo que este parámetro en estos casos no es de mucha utilidad ya que está completamente diluido. Entonces del análisis de los perfiles radiales notamos que la única posible huella de la existencia de una barra nuevamente viene del perfil radial de elipticidad. Para poder decidir si existe o no una barra procedimos a revisar las imágenes obtenidas del método sharp filtered. Generamos un conjunto de imágenes que se muestran en la parte inferior de la figura 4.7 en donde la primer fila muestra en su primera columna la imagen de la componente **b** en la banda  $I$  y en la segunda, tercera, cuarta, quinta y sexta columnas se muestran las imágenes obtenidas de la convolución con una función gaussiana circular con diferentes valores de  $\sigma = 2, 3, 5, 7$  y  $10$  píxeles respectivamente. Con éste método los resultados son contundentes, la presencia de la barra resulta evidente en las imágenes y es más claro para valores de  $\sigma = 5, 7$  y  $10$  píxeles. Sin embargo, aunque las imágenes filtradas obtenidas de la convolución con una función circular nos dejan ver bien la barra, decidimos hacer una segunda prueba con un función gaussiana elíptica con un cociente de semi-ejes de las elipses  $y/x = 0.5$ , es decir, moderadamente elíptica con un ángulo de

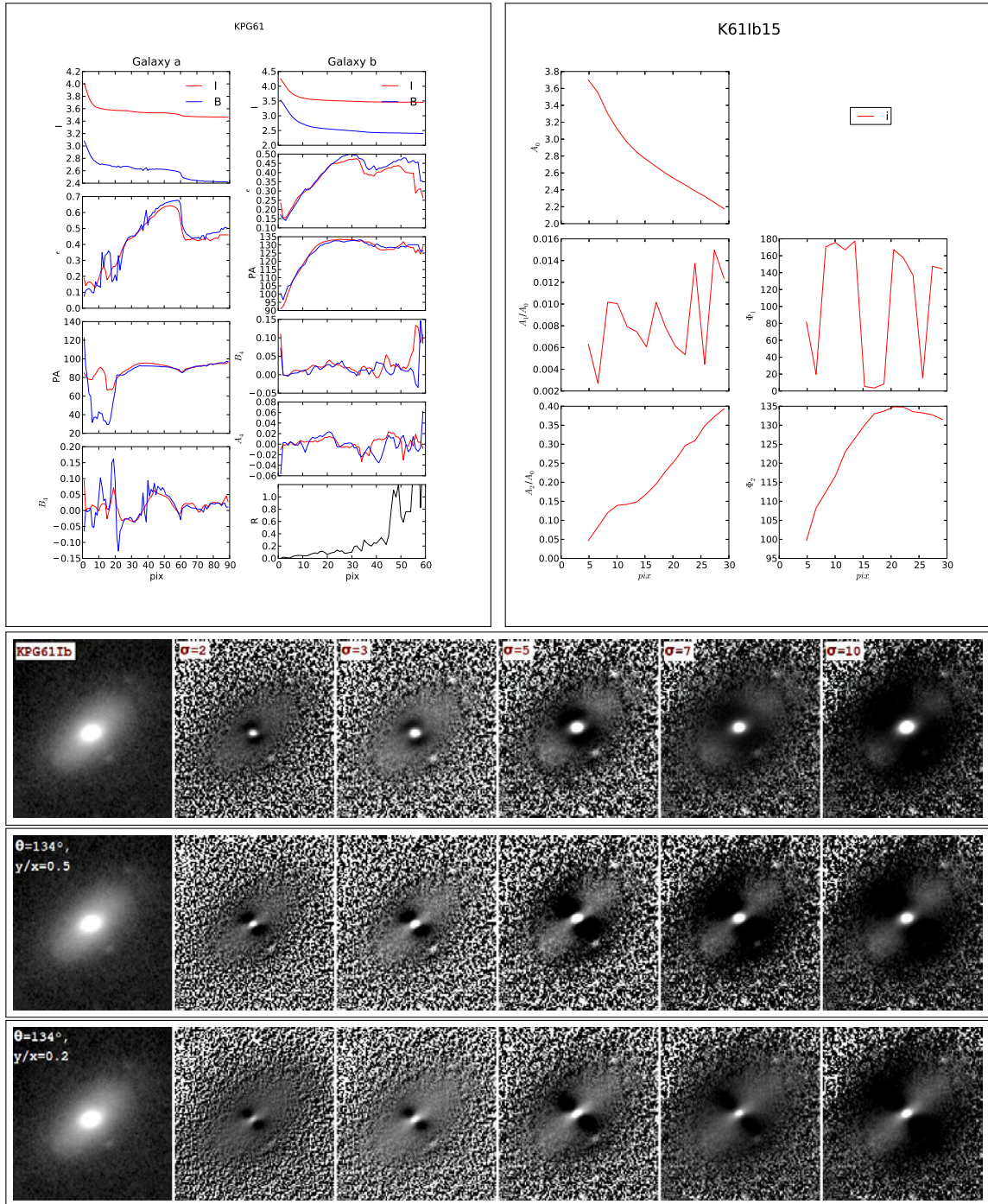


FIGURA 4.7. **Panel superior izquierdo:** Perfiles radiales de la elipticidad ( $\epsilon$ ), ángulo de posición ( $PA$ ) y término  $B_4$  de Fourier del par KPG61. **Panel superior derecho:** Perfiles acimutales de los modos  $m = 1$  y  $2$  y sus correspondientes fases  $\phi_1$  y  $\phi_2$  obtenidos del análisis de Fourier. **Panel inferior:** Mosaico de imágenes filtradas obtenidas con el método sharp filtered imaging. La primera fila corresponde a imágenes obtenidas de la convolución con una función gaussiana circular con diferentes tamaños para  $\sigma = 2, 3, 5, 7$  y  $10$  ordenados de izquierda a derecha. La primera imagen es la componente **b** en la banda *I*. La segunda y tercer filas corresponden a imágenes obtenidas de la convolución con una función elíptica con razones de semi-ejes  $y/x = 0.5$  y  $0.2$  respectivamente con los mismos tamaños para  $\sigma$  y  $\theta = 134^\circ$ .

orientación perpendicular al  $P.A$  de la barra y con los mismos tamaños que para la función gaussiana circular. La segunda fila de la figura muestra las imágenes obtenidas ordenadas de la misma manera que para el caso circular. En ellas se puede distinguir perfectamente la barra incluso para los tamaños más pequeños de  $\sigma$  demostrando la existencia de la barra. Y por pura completitud agregamos las imágenes generadas con una función gaussiana muy elongada, es decir, con un cociente de semi-ejes de las elipses  $y/x = 0.2$  para los diferentes tamaños para  $\sigma$ , mostrando también la presencia de la barra. Analizando estas imágenes y comparando los perfiles radiales, principalmente el de la elipticidad vemos que corresponden a la misma región en donde la elipticidad muestra una huella apenas detectable de la presencia de la barra. Con estos resultados procedimos a analizar ahora los perfiles acimutales del método de Fourier. Los perfiles acimutales de la componente  $\mathbf{b}$  se muestran en el panel derecho de la figura. Aquí podemos ver varias cosas, primero la amplitud del modo  $m = 1$  normalizada por la amplitud de orden cero de Fourier ( $A_1/A_0$ ) muestra que la galaxia es bastante asimétrica tanto al interior de la galaxia como en la parte externa y que se ve reflejado en su fase asociada  $\phi$  donde se ve que va cambiando a diferentes radios. En cuanto al modo  $m = 2$  el perfil acimutal de la amplitud  $A_2/A_0$  presenta un comportamiento muy parecido al que muestran los perfiles radiales del método isofotal, en este caso la amplitud alcanza un valor de  $A_2/A_0 \sim 0.14$  y se mantiene más o menos en el mismo valor entre  $\sim 12$  a  $14$  pixeles y después de eso comienza a crecer. Este comportamiento es parecido en ambos métodos (Isofotas y Fourier) y corresponde a la misma región y que está de acuerdo a lo observado en las imágenes filtradas. Por su parte la fase asociada  $\phi_2$  todo el tiempo va creciendo de la misma manera que el  $P.A$  en el método isofotal pero en la región en donde se cree de la existencia de una barra la fase cambia dentro de un  $\Delta\phi = 20^\circ$ . Con estos resultados es claro que para poder asegurarnos de la existencia de la barra el método sharp filtered es el que ayudó a definir la presencia de la misma ya que tanto los perfiles radiales del método de isofotas como los perfiles acimutales del método de Fourier no resultan contundentes en sus resultados, sin embargo, podemos ver que entre estos dos métodos existe un buen acuerdo e incluso el método de Fourier resulta un poco más claro. Después del análisis cuidadoso de los tres métodos podemos confirmar la presencia de la barra pero al igual que en los casos en los que la barra estaba alineada con el disco estas barras las clasificamos como barras aparentes ( $AB$ ) ya que los métodos fotométricos y de Fourier no resultaron ser muy contundentes.

### 4.1.3. Brazos fuertes emergiendo de los extremos de la barra

Otro subconjunto de casos en donde los perfiles radiales del método de isofotas sugieren la presencia de una barra en las galaxias son aquellos en donde encontramos que el cambio de la elipticidad ( $\Delta\epsilon$ ) y ángulo de posición ( $\Delta P.A$ ) en la zona de transición entre la barra y los brazos espirales puede estar influenciado por la intensidad de dichos brazos. Esto puede conducir a errores en la determinación de la longitud de la barra ya que puede ser sobreestimada debido a la alineación de la barra con los brazos espirales. En la figura 4.8 se muestra un ejemplo de estos casos en donde los brazos espirales de la galaxia condicionan la detección de la barra en los perfiles radiales del método isofotal. En el panel izquierdo están los perfiles radiales de brillo superficial ( $I$ ), elipticidad ( $\epsilon$ ), ángulo de posición  $P.A$  y término  $B_4$  de Fourier para la componente  $\mathbf{b}$  del par **KPG508**. El perfil de elipticidad ( $\epsilon$ ) muestra un incremento hasta un valor máximo  $\epsilon_{max} \sim 0.582$  (primer pico en el perfil) a un radio de  $\sim 28$  pixeles y después cae suavemente hasta un radio de  $\sim 34$  pixeles con un  $\Delta\epsilon \sim 0.035$  e inmediatamente comienza a crecer hasta un nuevo máximo con un valor en

la elipticidad de  $\sim 0.597$  (segundo pico) a un radio de  $\sim 45$  pixeles e inmediatamente sufre una caída con un  $\Delta\epsilon \sim 0.113$ . En esa misma región el ángulo de posición ( $P.A$ ) va creciendo todo el tiempo, sin embargo este cambio está dentro de lo establecido con un  $\Delta P.A = 20^\circ$ . Por otro lado el perfil radial del término  $B_4$  muestra un pico a  $\sim 25$  pixeles cercano a la posición del primer máximo en elipticidad sugiriendo que en esa región podría existir una estructura elongada. Lo difícil de este caso para detectar la barra viene del perfil de elipticidad porque presenta dos picos seguidos en donde el primero no satisface las condiciones para decir que existe una barra pero el segundo sí. A primera vista el segundo máximo nos sugiere la posibilidad de la presencia de una barra ya que presenta la huella característica de una barra que cumple con los requerimientos para decir que existe una barra, sin embargo, aún así no resulta del todo claro y resulta confuso teniendo dos máximos casi simultáneos. Además como hemos visto en casos anteriores el término  $B_4$  de Fourier cuando en realidad existe una barra el pico se encuentra muy cercano al máximo en elipticidad o al final de la barra en la región de transición entre el disco y la barra y en éste caso para el segundo máximo esto no se satisface, en cambio para el primer máximo esto sí ocurre. Para evitar cualquier error en la detección analizamos las imágenes filtradas del método Sharp Filtered Imaging; las imágenes se muestran en el panel inferior de la figura en donde hicimos una convolución de las imágenes utilizando una función gaussiana circular con diferentes tamaños. En el primer recuadro de la izquierda se muestra la imagen de la componente  $\mathbf{b}$  con un despliegue logarítmico en la banda I, los siguientes recuadros son las imágenes obtenidas de la convolución con una función gaussiana circular con tamaños de  $\sigma = 2, 3, 5, 7, 10$  pixeles ordenados de izquierda a derecha. En todos los casos es clara la presencia de la barra sin importar el tamaño y la forma de las funciones gaussianas y de las cuales podemos ver que el primer pico en el perfil de elipticidad en realidad es el que corresponde a la barra y el segundo es debido a los fuertes brazos espirales de la galaxia. Ya con estos resultados no hay duda de que la detección de la barra en los perfiles radiales del método de isofotas se ve afectada por los brazos espirales. Después procedimos a revisar los perfiles acimutales del método de Fourier. Los perfiles se muestran en el panel derecho de la figura 4.8. Después de hacer diferentes muestreos de las imágenes, la que mejor señal y resolución de acuerdo al tamaño de la galaxia fue tomando 30 divisiones radiales y 24 acimutales. Analizando los perfiles acimutales de la amplitud  $A_1/A_0$  del modo  $m = 1$  podemos ver que en el centro de la galaxia no presenta asimetrías importantes hasta  $\sim 15$  pixeles y posteriormente a este radio la amplitud crece indicando que hay estructuras que en este caso corresponden a los brazos espirales. Por su parte la fase asociada  $\phi_1$  se mantiene prácticamente constante después de los 10 pixeles. El modo  $m = 2$  presenta un aumento en su amplitud hasta un valor máximo  $A_2/A_0 \sim 0.36$  a un radio de  $\sim 26$  pixeles y posteriormente comienza a caer hasta un valor de  $\sim 0.30$  a un radio de  $\sim 34$  pixeles y comienza a subir nuevamente, presentando el mismo comportamiento que observamos en los perfiles radiales del método isofotal aunque aquí se distingue mejor la transición de la barra a los brazos espirales. Por su parte la fase asociada  $\phi_2$  todo el tiempo crece aunque la diferencia que existe entre el valor mínimo y máximo de la fase es  $\sim 16$  pixeles. Con este resultado es claro el acuerdo que existe entre los métodos isofotal y de Fourier siendo un poco más claro éste último en casos difíciles. Así el análisis de los tres métodos nos lleva a la conclusión de que en este caso la barra es real.

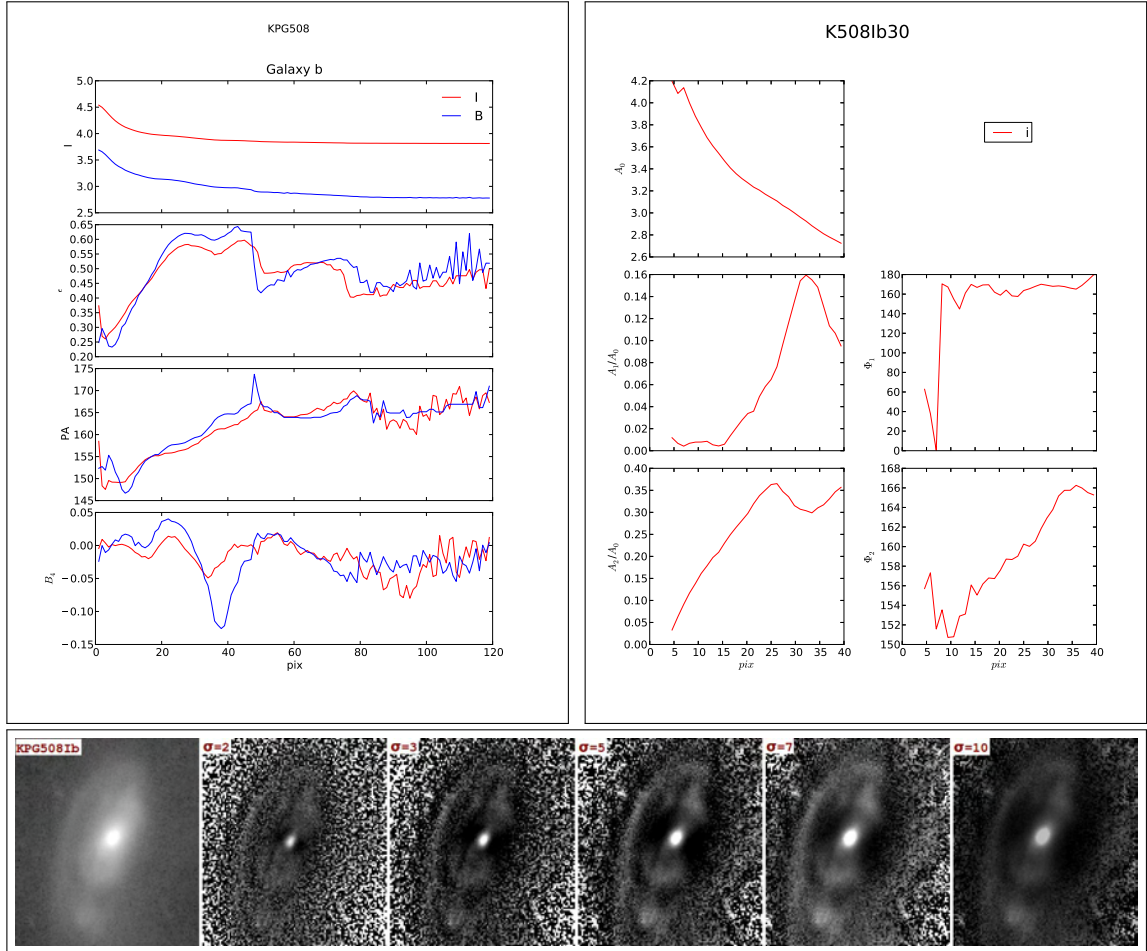


FIGURA 4.8. **Panel superior izquierdo:** Perfiles radiales de la elipticidad ( $\epsilon$ ), ángulo de posición ( $P.A$ ) y término  $B_4$  de Fourier del par KPG508. **Panel superior derecho:** Perfiles acimutales de los modos  $m = 1$  y  $2$  y sus correspondientes fases  $\phi_1$  y  $\phi_2$  obtenidos del análisis de Fourier. **Panel inferior:** Mosaico de imágenes filtradas obtenidas con el método sharp filtered imaging. El primer recuadro corresponde a la imagen de la componente  $b$  en la banda  $I$  y las siguientes son las imágenes obtenidas de la convolución con una función gaussiana circular con diferentes tamaños para  $\sigma = 2, 3, 5, 7$  y  $10$  ordenados de izquierda a derecha respectivamente.

#### 4.1.4. Barras dentro de 10 píxeles

Existe un último subconjunto cuya peculiaridad de esta familia de galaxias barradas radica en el radio al cual el máximo en elipticidad ( $\epsilon_{max}$ ) está localizado, que puede ser una detección clara donde las condiciones  $\Delta\epsilon \geq 0.08$  y  $\Delta\epsilon \leq 20^\circ$  se satisfacen completamente o bien su detección se ve afectada por alguna de las condiciones antes mencionadas. En cualquier caso las galaxias muestran distorsiones ovales internas que se ven en las imágenes y donde los parámetros geométricos obtenidos del ajuste isofotal se encuentran en radios de 5 a 10 píxeles. Ya que los ajustes isofotales pueden estar afectados por el límite de resolución de las imágenes y efectos atmosféricos (seeing), además de que los ajustes a radios menores a 5 píxeles están distorsionados por errores intrínsecos de la rutina ELLIPSE provocando isofotas más redondas en el centro de la galaxia calculamos el límite inferior  $\epsilon_{max_{inf}}$  y el límite superior fue establecido para garantizar detecciones de barras con radios de dos veces el límite inferior, es decir,  $r_{\epsilon_{max_{sup}}} = 2 \times \epsilon_{max_{inf}}$ . Todos estos casos fueron identificados

como barras aparentes ( $AB$ ). En la figura 4.9 se muestra un ejemplo de estos casos. Aquí se muestran los perfiles radiales de los parámetros geométricos obtenidos del ajuste isofotal (panel izquierdo), los perfiles acimutales obtenidos del método de Fourier (panel derecho) y las imágenes obtenidas del método sharp filtered imaging (panel inferior).

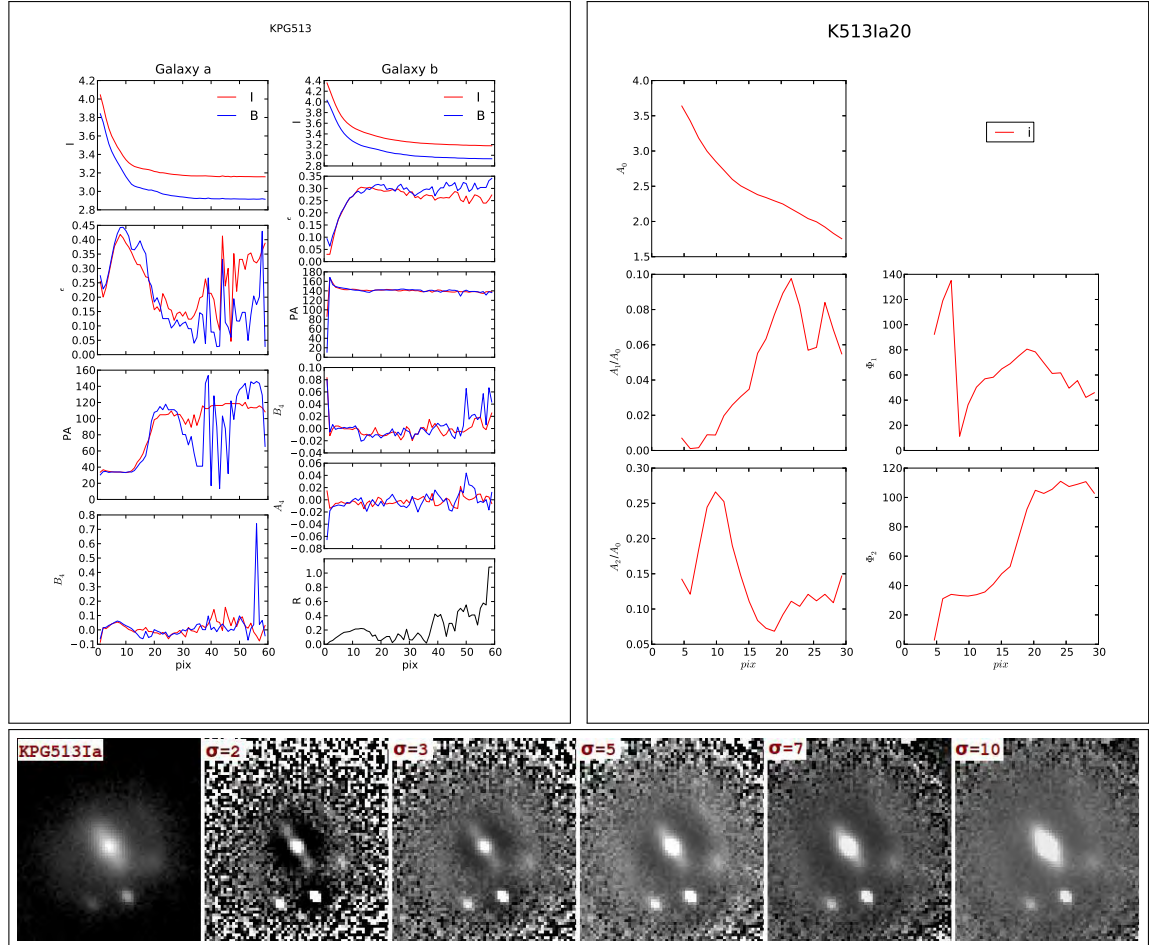


FIGURA 4.9. **Panel superior izquierdo:** Perfiles radiales de la elipticidad ( $\epsilon$ ), ángulo de posición ( $PA$ ) y término  $B_4$  de Fourier del par **KPG513**. **Panel superior derecho:** Perfiles acimutales de los modos  $m = 1$  y  $2$  y sus correspondientes fases  $\phi_1$  y  $\phi_2$  obtenidos del análisis de Fourier. **Panel inferior:** Mosaico de imágenes filtradas obtenidas con el método sharp filtered imaging. El primer recuadro corresponde a la imagen de la componente **a** en la banda **I** y las siguientes son las imágenes obtenidas de la convolución con una función gaussiana circular con diferentes tamaños para  $\sigma = 2, 3, 5, 7$  y  $10$  ordenados de izquierda a derecha respectivamente.

Este es un par mixto con morfología (S0+S) del cual la componente **a** es la que vamos a analizar. Primero del método de ajuste isofotal el perfil radial de elipticidad ( $\epsilon$ ) crece hasta un valor máximo de  $\epsilon_{max} = 0.418$  a un radio de 8 pixeles y después cae rápidamente con un contraste mayor que  $\Delta\epsilon = 0.08$ . Por su parte en la misma región el ángulo de posición  $PA$  se mantiene constante dentro del  $\Delta PA = 20^\circ$ . Por su parte el término  $B_4$  de Fourier presenta un pico aunque en este caso no es muy prominente ( $\leq 0.1$ ) pero distinguible para considerarlo como la huella característica de la presencia de alguna estructura elongada y que está ubicado muy cerca del máximo de elipticidad. Analizando estos resultados podemos ver que los perfiles radiales del método de isofotas cumplen bastante bien las condiciones impuestas para la detección de una barra. Para confirmarlo revisamos las



imágenes filtradas obtenidas del método *sharp filtered*. En éste caso utilizamos una función gaussiana circular para convolucionarla con las imágenes con tamaños diferentes. Éstas imágenes se muestran en el panel inferior de la figura 4.9 en donde el primer recuadro muestra la imagen en la banda *I* de la componente **a** y los recuadros siguientes son las imágenes obtenidas de la convolución con una función gaussiana circular para tamaños de  $\sigma = 2, 3, 5, 7$  y 10 pixeles ordenados de izquierda a derecha. Como se puede ver en ninguna de la imágenes queda duda de la presencia de la barra siendo más clara para los filtros pequeños  $\sigma = 2, 3$  aunque para los filtros intermedios  $\sigma = 5, 7$  también es bastante clara. Comparando las imágenes con los resultados obtenidos del método *isofotal* nos queda claro que se trata de la misma región por lo que no queda duda de la presencia de la barra. Por último revisamos los perfiles acimutales del método de Fourier que se muestran en el panel izquierdo de la figura. Aquí se muestran los perfiles acimutales de los modos  $m = 0, 1$  y 2 y las correspondientes fases  $\phi_1$  y  $\phi_2$  obtenidos del mejor muestreo en el cual se tomaron 20 divisiones radiales y 24 acimutales. Del perfil acimutal del modo  $m = 1$  la amplitud  $A_1/A_0$  muestra una pequeña asimetría en los primeros 10 pixeles y después encuentra otra que es debida a los brazos espirales. Por su parte la fase asociada muestra dos regiones bien marcadas donde hay un cambio en el ángulo de la fase. El modo  $m = 2$  asociado con estructuras como barras o brazos espirales presenta un comportamiento muy similar a lo visto en el perfil radial de elipticidad, en este caso la amplitud  $A_2/A_0$  crece hasta llegar a un máximo de  $A_2/A_0 = 0.27$  a un radio de 9 pixeles y después una caída hasta la transición del disco y brazos espirales ( $\sim 16$  pixeles). Al mismo tiempo la fase tiene un comportamiento bastante constante en la misma región ( $\sim 37^\circ$ ) y posteriormente crece en al región de los brazos espirales. Como se puede observar los métodos de ajuste *isofotal* y el de Fourier están en buen acuerdo presentando el mismo comportamiento en la misma región y demostrando la presencia de la barra que fue bien detectada también en las imágenes filtradas. Éste es un caso en el que se satisfacen completamente las condiciones para detectar una barra y a pesar de que se encuentra dentro de los primeros 10 pixeles estos casos los clasificamos como barras claras (B).

Existen casos en los que no resulta evidente la presencia de la barra ya que se trata de alguno de los tres casos que mencionamos anteriormente pero dentro de los primeros 10 pixeles haciendo más difícil aún la detección. En la figura 4.10 se muestra un ejemplo de estos casos pero que además se ve afectado por la inclinación de la galaxia. En este caso vamos a analizar la componente **b** del par **KPG583** el cual es un par mixto con morfología mixta ( $S_0 + S$ ). La componente **b** es la galaxia espiral con una inclinación de  $i = 63.6^\circ$ , es decir, muy cercana al límite ( $i > 65$ ) que impusimos para que una galaxia fuera parte de nuestra muestra final. En el panel izquierdo de la figura 4.10 se muestran los perfiles radiales de la elipticidad ( $\epsilon$ ), ángulo de posición (*P.A*) y término  $B_4$  de Fourier. Analizando estos resultados podemos ver que en el perfil de elipticidad existe una mínima huella de una posible barra ya que aunque no existe un máximo bien definido si se logra ver un punto de inflexión en el perfil radial de elipticidad. Éste es el mismo comportamiento que vimos en los casos cuando la barra estaba alineada con el disco solo que aquí aun está huella se presenta dentro de los primero 10 pixeles. La elipticidad crece hasta un valor de  $\epsilon = 0.44$  a un radio de 8 pixeles y después comienza a crecer otra vez. Por su parte en la misma región el ángulo de posición se mantiene constante con un valor de  $P.A = -26^\circ$  ( $154^\circ$  tomando mod 180) e incluso mantiene aproximadamente ese mismo valor para toda la galaxia. Por su parte el perfil radial del término  $B_4$  de Fourier también alcanza a detectar algo en la parte interna de la galaxia, se ve una señal débil pero bien definida a un radio de 4 pixeles.

Para asegurarnos de la existencia de la barra revisamos las imágenes obtenidas del método sharp filtered imaging.

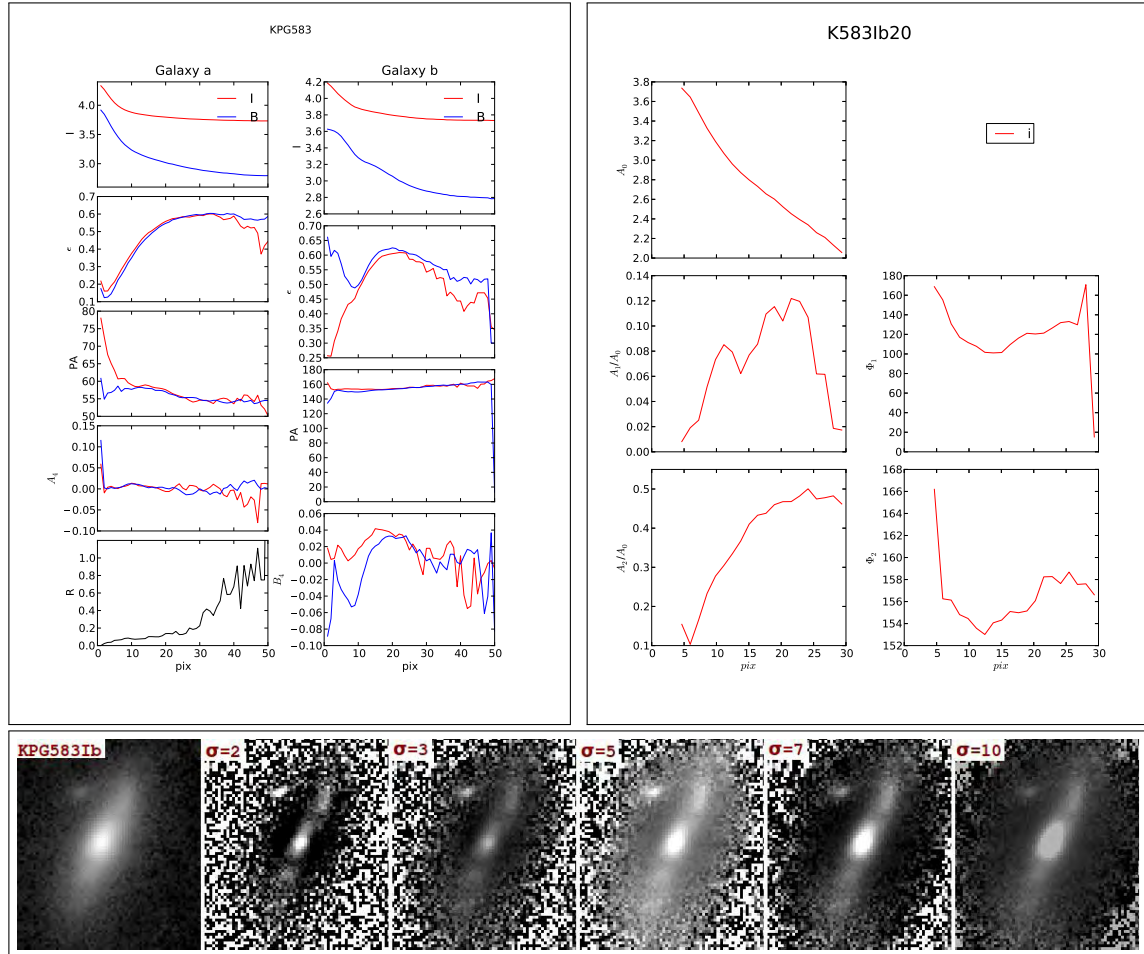


FIGURA 4.10. **Panel superior izquierdo:** Perfiles radiales de la elipticidad ( $\epsilon$ ), ángulo de posición ( $PA$ ) y término  $B_4$  de Fourier del par **KPG583**. **Panel superior derecho:** Perfiles acimutales de los modos  $m = 1$  y  $2$  y sus correspondientes fases  $\phi_1$  y  $\phi_2$  obtenidos del análisis de Fourier. **Panel inferior:** Mosaico de imágenes filtradas obtenidas con el método sharp filtered imaging. El primer recuadro corresponde a la imagen de la componente  $b$  en la banda  $I$  y las siguientes son las imágenes obtenidas de la convolución con una función gaussiana circular con diferentes tamaños para  $\sigma = 2, 3, 5, 7$  y  $10$  ordenados de izquierda a derecha respectivamente.

Utilizamos una función gaussiana para convolucionarla con las imágenes y tomamos diferentes tamaños para  $\sigma$ . En la parte inferior de la figura se muestra este conjunto de imágenes en donde en el primer recuadro de la izquierda se muestra la componente  $b$  en la banda  $I$  seguida de las imágenes filtradas con tamaños de  $\sigma = 2, 3, 5, 7$  y  $10$  pixeles ordenados de izquierda a derecha. Analizando estas imágenes se puede ver que efectivamente hay algo elongado en la parte central de la galaxia, sin embargo, este es un caso en el que no es muy claro en realidad si está presente una barra o se podría estar confundiendo con alguna estructura que se ve debido a efectos de la alta inclinación de la galaxia. Lo que si es claro es que cuando tomamos filtros de tamaños pequeños ( $\sigma = 2, 3$  pixeles) resulta más claro la posible barra. Teniendo estos resultados procedimos a revisar los perfiles acimutales de los modos  $m = 1$  y  $2$  y sus respectivas fases. En la figura se muestran estos perfiles en el panel derecho. El modo  $m = 1$  muestra que hay asimetría en toda la galaxia y su fase asociada

$\phi_1$  después de 6 píxeles se mantiene más o menos constante. Por su parte el modo  $m = 2$  presenta un comportamiento muy similar al perfil radial de elipticidad. En este caso la amplitud  $A_2/A_0$  crece todo el tiempo pero tiene un punto de inflexión de  $A_2/A_0 = 0.29$  a un radio de 8 píxeles. Por su parte la fase asociada  $\phi_2$  es constante dentro de  $\Delta\phi = 20^\circ$ . De los resultados obtenidos con los tres métodos nuevamente vemos que existe un mútuo acuerdo entre el método de isofotas y el método de Fourier ya que en ambos casos se trata de la misma región en donde se logra detectar algo y que comparandolas con las imágenes filtradas del método sharp filtered imaging no queda duda de que se trata de esa estructura interna dentro de los primeros 10 píxeles lo que se está detectando. Debido a la complejidad de los perfiles radiales y acimutales y aunque las imágenes filtradas dejan ver algo pero limitados por la alta inclinación de la galaxia, estos casos los clasificamos como barras aparentes ( $AB$ ).

Por último detectamos un subconjunto de galaxias en las que observando las imágenes obtenidas del método sharp filtered se distinguen estructuras ovales en la parte central pero que sin embargo no queda muy claro de que sea una barra. Analizando los perfiles radiales y acimutales podría existir la huella de la presencia de una barra pero que se encuentra dentro de los primeros 5 píxeles en donde los métodos presentan errores intrínsecos y no es posible asegurar nada. En la figura 4.11 se muestra un ejemplo de estos casos en donde analizamos la componente  $b$  del par **KPG432**. En el panel inferior se muestra un mosaico de imágenes en donde el primer recuadro presenta la imagen de la componente  $b$  en la banda  $I$  y en los siguientes recuadros se muestran las imágenes filtradas obtenidas de la convolución con una función gaussiana circular con diferentes tamaños para  $\sigma = 2, 3, 5, 7$  y 10 píxeles ordenados de izquierda a derecha respectivamente. En ellas no resulta muy claro la presencia de una barra, sin embargo, es posible distinguir una estructura oval en el centro de la galaxia de  $\sim 4$  píxeles. Comparando ésta región ( $r = 4$  píxeles) con los perfiles radiales del ajuste isofotal mostrados en el panel superior izquierdo de la figura y los perfiles acimutales del método de Fourier en el panel superior derecho podemos ver que no existe una clara huella de la presencia de una barra aunque el método de isofotas podría sugerir que existe alguna estructura pero que sin embargo no es posible asegurarlo debido a que está en la región en donde el método presenta errores intrínsecos. Como no es posible asegurar nada apesar de que podemos ver algo en las imágenes éstos casos los excluimos del conteo final de barras detectadas en nuestra muestra.

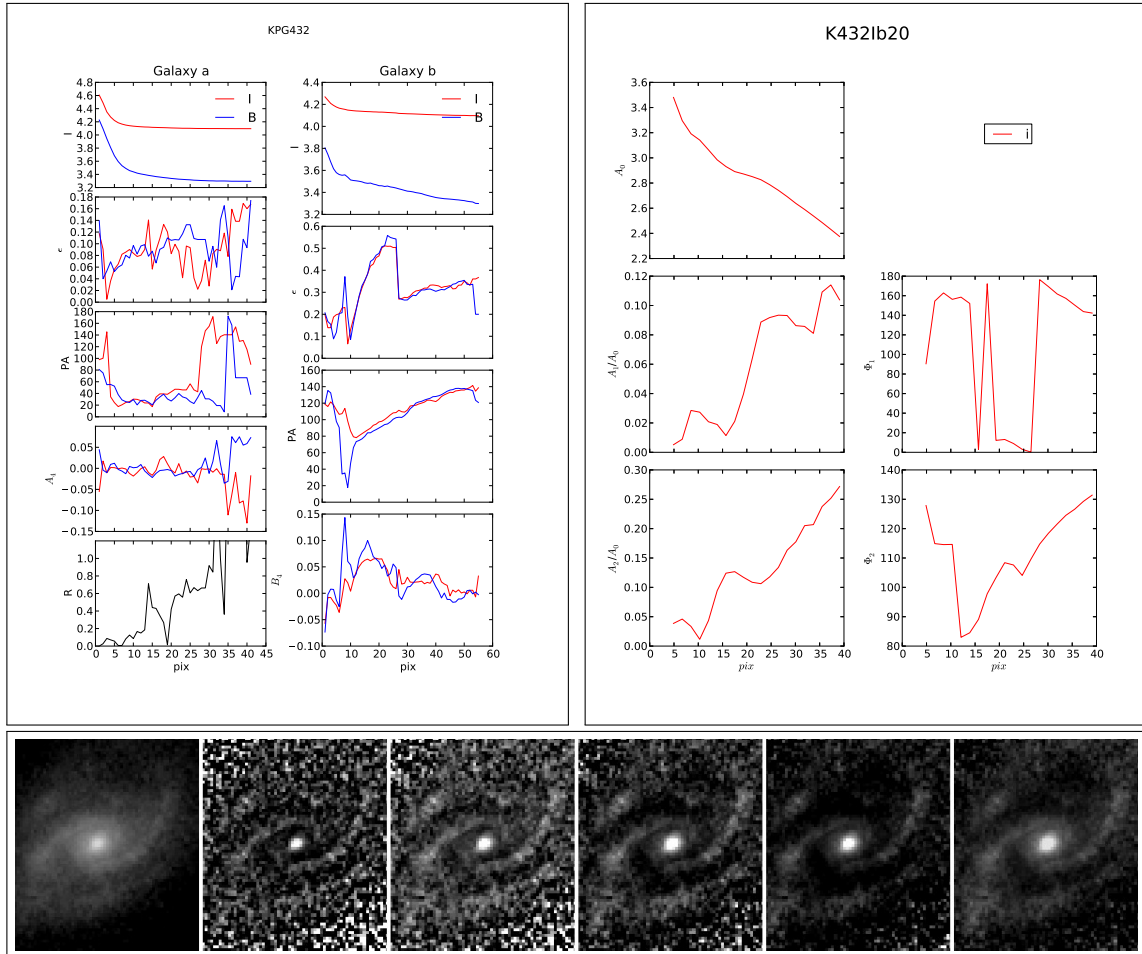


FIGURA 4.11. **Panel superior izquierdo:** Perfiles radiales de la elipticidad ( $\epsilon$ ), ángulo de posición ( $PA$ ) y término  $B_4$  de Fourier del par **KPG432**. **Panel superior derecho:** Perfiles acimutales de los modos  $m = 1$  y  $2$  y sus correspondientes fases  $\phi_1$  y  $\phi_2$  obtenidos del análisis de Fourier. **Panel inferior:** Mosaico de imágenes filtradas obtenidas con el método sharp filtered imaging. El primer recuadro corresponde a la imagen de la componente  $b$  en la banda  $I$  y las siguientes son las imágenes obtenidas de la convolución con una función gaussiana circular con diferentes tamaños para  $\sigma = 2, 3, 5, 7$  y  $10$  ordenados de izquierda a derecha respectivamente.

# Capítulo 5

## Resultados y Discusión

Hemos combinado tres métodos para detectar barras, pero no los hemos utilizado simultáneamente para asignar la clasificación final de una barra en la muestra de pares mixtos de galaxias (KPG). Empezamos por reconocer un subconjunto de galaxias claramente barradas utilizando el método isofotal y posteriormente procedimos a verificar su presencia con los otros dos métodos. Si los métodos de ajuste de isofotas y el método de Fourier coinciden en detectar una galaxia barrada procedimos a comprobar si los tamaños estimados de las barras eran consistentes entre ambos métodos. Para esto proyectamos las longitudes de las barras obtenidas con ambos métodos sobre las imágenes filtradas (sharp filtered) y consideramos que las longitudes de las barras son consistentes entre ambos métodos cuando la longitud medida es menor de 2 pixeles.

Existe otro subconjunto de galaxias en donde sospechamos de la existencia de una barra ya que con el método isofotal vemos la huella característica que cumple con las condiciones de detección de una barra (ver Capítulo 4) pero en donde las condiciones de detección se relajan. Nuevamente procedimos a comprobar su existencia con el método de Fourier y con el método de imagen y encontramos que algunas de las razones detrás tenían que ver con la presencia de estructura en forma de dust lanes, bulbos prominentes, brazos espirales, nudos, que hacen difícil una detección clara. Sin embargo, no todas las detecciones ambiguas pudieron ser resueltas y la clasificación final que se les dio a estas galaxias se etiquetó como inciertas.

También encontramos otro subconjunto en donde se sospechaba de la presencia de una barra dentro los primeros 10 pixeles aplicando otra vez los otros dos métodos para su verificación. Dentro de estos casos existen varias posibilidades: 1) cuando la longitud de la barra esta entre 5 y 10 pixeles están los casos en donde las detecciones con los tres métodos son contundentes. Por otro lado también están los casos en donde las detecciones se ven afectadas por las estructuras antes mencionadas que no permiten una detección clara y que clasificamos como posibles barras (AB). 2) Cuando la longitud de la barra es menor a 5 pixeles las detecciones se ven afectadas por las limitaciones en los métodos utilizados, es decir, tanto el método isofotal y método de Fourier tienen fuertes indeterminaciones dentro de los primeros 5 pixeles ([Jedrzejewski 1987, Rix & Zaritsky 1995]) además de que dentro de esos límites el seeing de las imágenes es típicamente  $2 \text{ arcsec} = 5 \text{ pixeles}$ . Galaxias con posibles barras con longitudes más bajas que 6 pixeles, siempre fueron consideradas como no barradas.

Una galaxia es clasificada como no barrada si ninguno de los tres métodos de nuestro análisis la detecta. En cuanto a la longitud de la barra utilizamos principalmente el método isofotal a partir del análisis de los parámetros geométricos de elipticidad ( $\epsilon$ ) y ángulo de posición ( $P.A$ ) para obtener una medida de la misma (por ejemplo ver figura 4.1).

## 5.1. Fracción de barras

La muestra final de pares mixtos consta de 190 galaxias, las cuales están distribuidos morfológicamente como se muestra en la figura 5.1. En ella se puede ver la frecuencia relativa de galaxias por tipos morfológicos, donde las barras de color rojo indican la componente temprana (E/S0) de cada par y las barras azules representan la componente de tipo espiral o irregular (S/Irr). En la tabla 5.1 presentamos el número de galaxias por tipo morfológico de toda la muestra. Por columnas de izquierda a derecha se muestra el tipo morfológico, el número de galaxias de la muestra por cada tipo morfológico y el número de galaxias de disco con inclinación menor a  $65^\circ$ . Como se puede ver de los 95 componentes de tipo temprano (E/S0), solamente 36 galaxias son elípticas, lo que representa el 37.9 % de las componentes tempranas, mientras que 59 galaxias son lenticulares lo que representa el 62.1 %, es decir, el número de pares mixtos puros (E+S) es apenas un poco más de la mitad de los pares con componentes lenticulares (S0+S). Los 95 componentes restantes son galaxias espirales que están distribuidas desde tipos tempranos (Sa-Sb) hasta tipos más tardíos (Sc-Sdm).

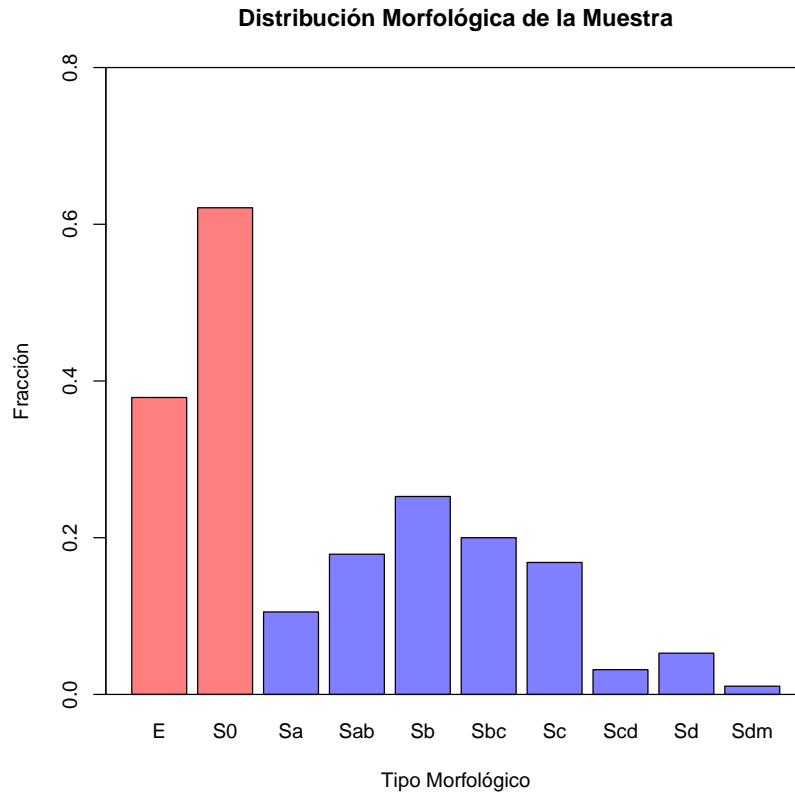


FIGURA 5.1. Distribución Morfológica de la muestra completa de Pares Mixtos

TABLA 5.1. Distribución Morfológica de la Muestra de Pares Mixtos.

Tipo Morfológico	Número de galaxias	Galaxias de disco con $i < 65^\circ$
E	36	–
S0	59	50
Sa	10	10
Sab	17	10
Sb	24	14
Sbc	19	13
Sc	16	10
Scd	3	2
Sd	5	4
Sdm	1	1
Tot. Comp. (E/S0)	95	50
Tot. Comp. (S/Irr)	95	64
Total	190	114

Después del análisis detallado con los tres métodos para detectar barras los resultados son los siguientes: de las 190 galaxias que forman la muestra completa de pares mixtos quitamos todas aquellas componentes que fueran elípticas, con esto nos quedaron un total de 154 galaxias de disco (incluidas las S0). De estas 154 galaxias nos quedamos con 114 galaxias después de quitar las galaxias con una alta inclinación ( $i > 65^\circ$ ). En la tabla B.2 (ver apéndice B) se muestran algunas propiedades de estas galaxias. De esas 114 galaxias encontramos un total de 33 galaxias con barras clasificadas como B y AB dependiendo de como fue su detección y que representan aproximadamente un poco más de un cuarto de la muestra de galaxias de disco. De éstas 33 galaxias 16 de ellas se encontraron con barras bien confirmadas (B), es decir, en donde los tres métodos no dejaron duda de su presencia. Las otras 17 galaxias restantes son las clasificadas como barras aparentes (AB) debido a que los métodos de ajuste de isofotas o de Fourier no fueron tan contundentes y se utilizó como complemento el método sharp filtered imaging para decidir si se trataba de una barra. Además estas galaxias con barras aparentes (AB) son de los casos que nosotros llamamos difíciles en el capítulo 4 (ver sección 4.1).

Con estos resultados calculamos la fracción de barras total a partir de la relación:

$$f_{bar} = \frac{N_{bar}}{N_{bar} + N_{no-bar}} = \frac{N_{bar}}{N_{total}} \quad (5.1)$$

en donde  $f_{bar}$  es la fracción total de barras,  $N_{bar}$  es el número de galaxias que tienen barra y  $N_{total}$  son todas las galaxias de disco barradas y no barradas de la muestra. Debido a la manera en que fue construida la muestra de pares mixtos haremos una distinción entre las galaxias lenticulares (componente temprana de cada par) y las galaxias espirales de todos tipos (componente tardía de cada par) para determinar la fracción de barras y algunos posibles efectos relacionados con el ambiente en pares. Si consideramos sólo las componentes de tipo temprano, es decir, solamente galaxias lenticulares, encontramos que de las

50 galaxias de este tipo solamente 12 de ellas son galaxias barradas, lo cual representa una fracción  $f_{bar} = 24\% \pm 6\%$  (12/50). Si consideramos ahora solamente las componentes espirales de cada par lo que encontramos es que de las 64 galaxias espirales (Sa-Sdm) solamente 21 galaxias tienen barra, lo cual representa una fracción  $f_{bar} = 33\% \pm 6\%$  (21/64). Comparando estos resultados vemos que la mayor incidencia de barras está presente en las componentes de tipo espiral. Si hacemos una distinción entre las espirales tempranas (Sa-Sb) y espirales tardías (Sbc-Sdm) obtenemos una fracción de barras por tipos morfológicos de la siguiente manera:

$$f_{bar,(Tipo)} = \frac{N_{bar,(Tipo)}}{N_{Tot,(Tipo)}} \quad (5.2)$$

Así, obtenemos los siguientes resultados: la fracción de barras para las componentes espirales tempranas es  $f_{bar,(Sa-Sb)} = 44\% \pm 9\%$  (15/34). Para las componentes espirales tardías obtuvimos una fracción  $f_{bar,(Sbc-Sdm)} = 20\% \pm 7\%$  (6/30). Es decir, que en la componente espiral de los pares mixtos las galaxias espirales tempranas tienen más barras que las componentes espirales tardías. Estos resultados los resumimos en la tabla 5.2. Por columnas de izquierda a derecha se muestra la componente del par mixto, es decir, si es de tipo temprano (E/S0) o de tipo tardío (S/Sdm), el tipo morfológico (TM), el número de galaxias por cada tipo morfológico, el número de galaxias sin barra (NB), el número de galaxias barradas (B/AB) y la fracción de barras para cada uno de ellos.

TABLA 5.2. Fracción de barras.

Componentes del par	TM	No. galaxias	NB	B/AB	$f_{bar}$
Temprana	S0	50	38	12	$24\% \pm 6\%$
Tardía	Sa-Sdm	64	43	21	$33\% \pm 6\%$
Espiral Temprana	Sa-Sb	34	19	15	$44\% \pm 9\%$
Espiral Tardía	Sbc-Sdm	30	24	6	$20\% \pm 7\%$

Por otro lado si calculamos la fracción de barras de toda la muestra de galaxias de disco, es decir, si incluimos las galaxias lenticulares y las galaxias espirales encontramos que la fracción de barras total es  $f_{bar,Tot} = 29\% \pm 4\%$  (33/114).

Muchos estudios recientes tanto teóricos como observacionales han establecido que las barras estelares en las galaxias de disco juegan un papel importante en su evolución ([Kormendy & Kennicutt 2004]). Desde el punto de vista teórico la redistribución de momento angular inducida por una barra tanto en el medio interestelar como en la componente estelar y de materia oscura producen consecuencias importantes ([Athanassoula & Misiriotis 2002]). El gas externo a la barra es conducido hacia regiones más externas mientras que el gas dentro de la región de la barra es conducido hacia las regiones centrales ([Athanassoula & Misiriotis 2002]). Este escenario de evolución secular ha sido parcialmente confirmado, al menos cualitativamente, con evidencia observacional de que las galaxias barradas tienen gradientes radiales de abundancia química ( $O/H$ ) más planos ([Martin & Roy 1994]) y mas altas concentraciones de gas molecular ( $CO$ - [Sakamoto et al. 1999]). Este movimiento de gas hacia la región central puede en principio ayudar a generar una componente de bulbo joven y cinemáticamente fría ([Athanassoula 2005]). Las observaciones sugieren que este tipo de bulbos existen, cuyos



procesos de formación están asociados a inestabilidades dinámicas del disco, tales como las barras, todo esto en contraste con el escenario de formación de bulbos clásicos ([Fisher & Drory 2008]).

Existe un buen número de trabajos en la literatura que estudian la fracción de barras en galaxias de disco ([Barazza et al. (2008), Marinova et al. (2009)]). Algunos estudios han utilizado el ajuste de isofotas a las imágenes de galaxias barradas para obtener propiedades tales como la elipticidad ( $\epsilon$ ) y longitud ([Marinova & Jogee (2007), Barazza et al. (2008), Barazza et al. (2009)]).

[Erwin 2005] utilizó el método de ajuste de elipses y midió la longitud de las barras encontrando que el tamaño de las barras se escala con el tamaño del disco, encontrando además que las barras en galaxias tempranas de disco eran claramente más largas que aquellas en galaxias tardías ([Aguerri et al. (2009)]).

[Menéndez-Delmestre et al. (2007)] obtuvieron mediciones de las longitudes de las barras y cocientes de semiejes aplicando ajustes de elipses a 151 imágenes del 2MASS correspondientes a galaxias espirales encontrando una tendencia débil de que las elipticidades eran mayores para las barras más largas, sin embargo, hay que mencionar que son galaxias de campo mientras que el estudio en esta tesis contempla la interacción entre pares de galaxias.

En esta tesis utilizamos distintos métodos para detectar barras: el método de ajuste de isofotas, la descomposición del brillo superficial en términos de Fourier y el método de filtrado de imágenes sharp filtered. En un buen número de casos complementamos el análisis morfológico llevando a cabo la descomposición bulbo disco en dos dimensiones ([Peng 2010]). La muestra de estudio consistió originalmente de 119 pares de galaxias clasificados como pares mixtos (E/S0 + S/Irr) en el catálogo de [Karachentsev 1972]. De esta muestra quitamos todos aquellos pares cuya clasificación morfológica no corresponde a un par mixto quedando un total de 95 pares. En esta tesis estudiamos las propiedades de las barras en un ambiente particular dominado por pares de galaxias con morfología bien definida y ponemos a prueba el escenario secular en presencia de un perturbador externo.

En los capítulos 3 y 4 se encuentran resumidos los aspectos más relevantes de nuestro análisis de imágenes. La muestra utilizada es una muestra limitada en magnitud hasta 15.5 magnitudes en la banda azul y es razonablemente completa en el intervalo de magnitudes aparentes 12-13 hasta 15.5 y cuenta a partir del presente estudio con una clasificación morfológica detallada, apropiada para el estudio de las barras en ambientes bien controlados como galaxias en pares aislados. También aplicamos otro criterio adicional para evitar efectos de proyección y polvo seleccionando galaxias con inclinación menor que  $65^\circ$ , esto reduce la muestra a 114 galaxias de disco pero asegura una mejor identificación de las barras. En la figura 5.2 se muestra la distribución de magnitudes absolutas en la banda  $B$ . En color azul se muestra la distribución de magnitudes absolutas ( $M_B$ ) para las 190 galaxias que forman la muestra de pares mixtos. El intervalo de valores va desde -17.5 a -22.5 con un promedio  $\overline{M_B} = -20.43$ , es decir, que la mayor parte de las galaxias en nuestra muestra son galaxias brillantes. En color naranja se muestra la distribución de magnitudes absolutas para las 114 galaxias de disco que nos quedaron después de hacer el corte en inclinación. En este caso podemos ver que la distribución cubre el mismo rango de magnitudes absolutas que la muestra completa de pares mixtos, con un promedio de  $\overline{M_B} = -20.41$  por lo que las galaxias de disco que consideramos para la detección de barras también son galaxias brillantes en su mayoría.

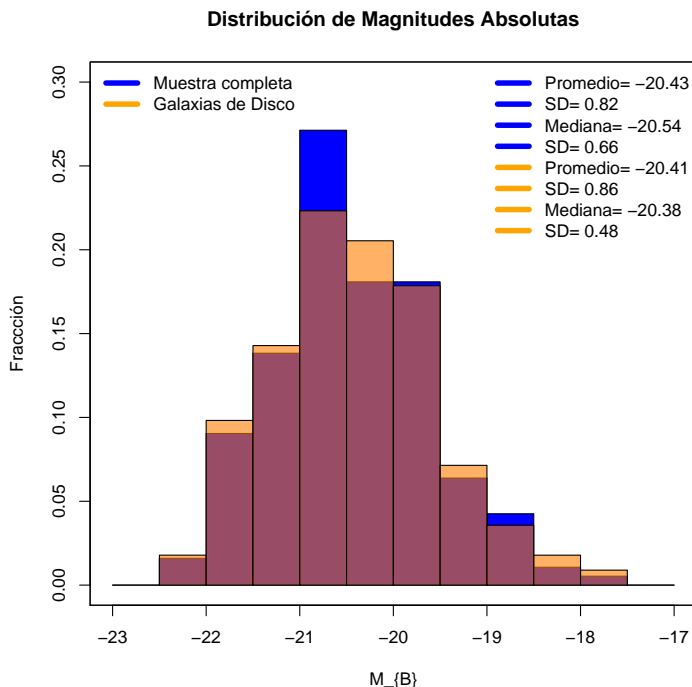


FIGURA 5.2. En color azul se muestra la distribución de magnitudes absolutas de la muestra completa de pares mixtos (190 galaxias) y en color naranja se muestra la distribución de magnitudes absolutas de la muestra de galaxias de disco (114 galaxias) ambas obtenidas de la base de datos HYPERLEDA.

La clasificación morfológica se llevo a cabo utilizando el método de filtrado de imágenes sharp filtered y complementando lo mejor posible con una descomposición bulbo-disco con el programa GALFIT ([Peng 2010]) modelando un bulbo (Sérsic) y un disco (exponencial). La clasificación final la obtuvimos inspeccionando de manera individual cada imagen después de esta descomposición junto con las imágenes filtradas y revisando simultáneamente las graficas de los perfiles radiales de elipticidad ( $\epsilon$ ) y ángulo de posición ( $P.A$ ) del método de elipses y los perfiles acimutales de la descomposición de Fourier.

Por otro lado, dadas la velocidad promedio ( $\sim 6369 \text{ km/s}$ ) y la distancia promedio ( $\sim 87.42 \text{ Mpc}$ ) de esta muestra de pares mixtos (ver figura 5.3) y considerando una constante de Hubble  $H_0 = 72 \text{ kms}^{-1}\text{Mpc}^{-1}$  y el ancho total a potencia media  $FWHM$  de las observaciones en el OAN-SPM,  $FWHM = 1.5''$  o  $2''$ , la resolución espacial típica en unidades físicas en estas imágenes es  $0.85 \text{ kpc}$ , entre  $1$  y  $2 \text{ kpc}$ , esto significa que estamos perdiendo galaxias que tienen longitudes de sus barras menores a  $1.2 \text{ kpc}$ . Las barras cuyas longitudes esten contenidas dentro de este elemento de resolución no imprimen una huella clara en ninguno de los métodos utilizados y por tanto no son considerados en este análisis.

La muestra final incluye 114 galaxias de disco (50 galaxias lenticulares y 64 galaxias espirales) que son analizadas en esta tesis. En una primera aproximación utilizaremos la clasificación morfológica detallada para intentar hablar del papel que juega la prominencia del bulbo en este análisis. Los parámetros estructurales obtenidos en la presente tesis (en la banda  $I$ ) son: el radio de escala del disco, el radio efectivo en caso de ser una galaxia temprana (S0), la elipticidad de la barra como el valor al máximo obtenido del perfil isofotal en la región de la barra ( $\epsilon_{max}$ ) y la longitud de la barra definida como la longitud donde

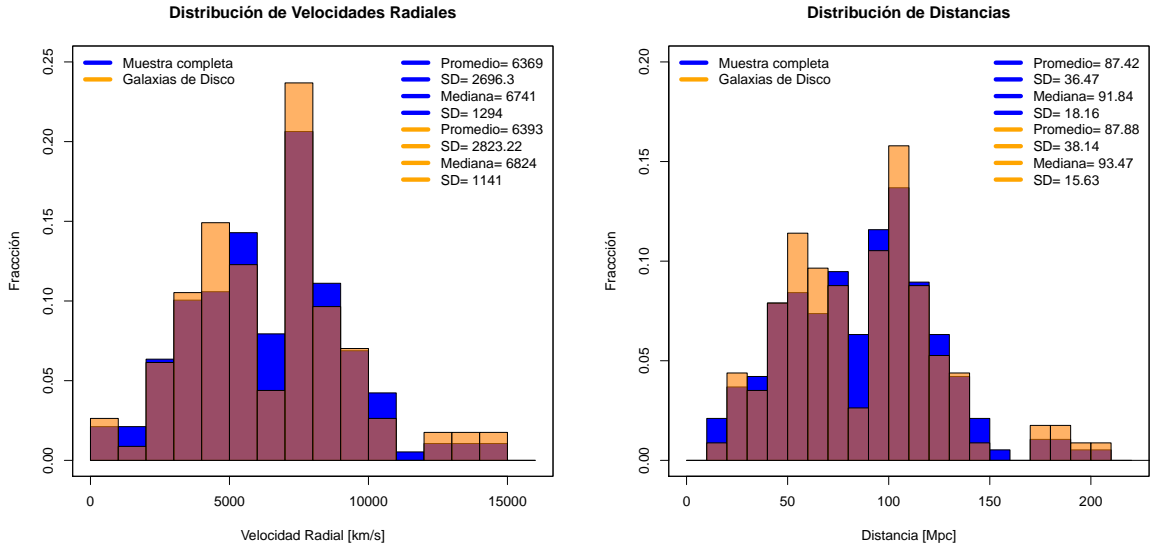


FIGURA 5.3. **Panel izquierdo:** En color azul se muestra la distribución de velocidades radiales de la muestra completa de pares mixtos (190 galaxias) mientras que en color naranja se muestra la distribución de velocidades radiales de la muestra de galaxias de disco (114 galaxias). **Panel derecho:** En color azul se muestra la distribución de distancias de la muestra completa de pares mixtos (190 galaxias) mientras que en color naranja se muestra la distribución de distancias de la muestra de galaxias de disco (114 galaxias).

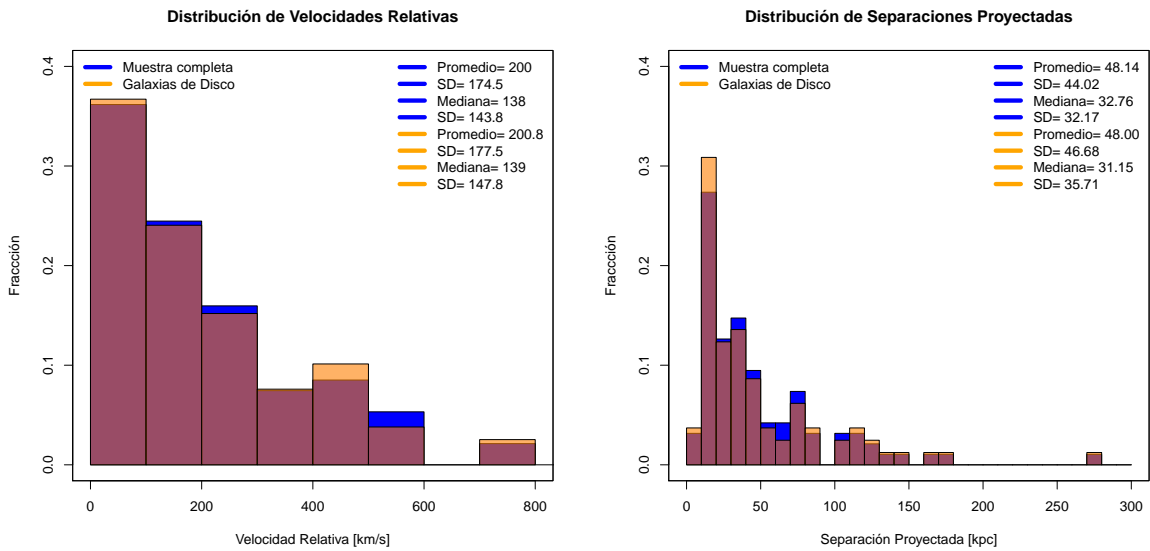


FIGURA 5.4. **Panel izquierdo:** En color azul se muestra la distribución de velocidades relativas de la muestra completa de pares mixtos (190 galaxias) mientras que en color naranja se muestra la distribución de velocidades relativas de la muestra de galaxias de disco (114 galaxias). **Panel derecho:** En color azul se muestra la distribución de separaciones proyectadas de la muestra completa de pares mixtos (190 galaxias) mientras que en color naranja se muestra la distribución de separaciones proyectadas de la muestra de galaxias de disco (114 galaxias).

la elipticidad alcanza su máximo ( $L_{max}^{bar}$ ). Además utilizamos otro parámetro adicional: el

radio  $R_{25}$ , que es el radio isofotal al cual hay un brillo superficial de  $25 \text{ mag}/''^2$  en la banda azul, tomado de HYPERLEDA como un estimador del tamaño óptico.

Además de estos parámetros consideramos otros dos parámetros adicionales que son la separación proyectada de cada par y la diferencia de velocidades radiales o velocidad relativa ( $\Delta V$ ) que existe entre cada componente como función de los parámetros anteriores. Estos parámetros se muestran en la figura 5.4 cuyos valores promedio son  $\sim 200 \text{ km/s}$  para la velocidad relativa y  $\sim 48 \text{ kpc}$  para la separación proyectada.

## 5.2. Propiedades de las barras

Es importante obtener una descripción de las propiedades estructurales de las galaxias y sus barras lo mejor posible. Propiedades de las barras como la elipticidad ( $\epsilon_{bar}$ ) y la longitud ( $L_{bar}$ ) fueron determinadas a través de los perfiles obtenidos del método de ajuste de isofotas en las imágenes en la banda  $I$ . En algunos casos, cuando los perfiles no resultaron claros (ver sección 4.1) la longitud la medimos directamente de las imágenes filtradas obtenidas del método sharp filtered imaging.

Para fines del análisis de esta tesis y por la manera en que fue construida esta muestra de estudio haremos distinción entre las galaxias lenticulares (componente temprana de cada par) y las galaxias espirales de todos tipos (componente tardía de cada par) ya que nos interesa estudiar el efecto que las interacciones producen en estas galaxias a través de su comparación con galaxias en otros estudios. En la figura 5.5 presentamos un resumen de los resultados obtenidos sobre las propiedades de las 33 galaxias con barra sin distinción de tipo morfológico. En el panel superior izquierdo se muestra la distribución de elipticidades de las barras, que van desde  $\epsilon_{bar} = 0.2$  hasta  $\epsilon_{bar} = 0.7$  y cuyo valor promedio es  $\bar{\epsilon}_{bar} = 0.4 \pm 0.12$  obtenidas de los perfiles radiales de elipticidad del método de ajuste de elipses, en donde el valor de la elipticidad de la barra se tomo como el valor al cual se alcanza el máximo global (local) en la región de la barra.

Este valor promedio es comparable con los valores obtenidos en otros trabajos con métodos similares; [Marinova & Jogee (2007)] encontraron para una muestra de 180 galaxias por el método de ajuste de elipses en las bandas  $B$  y  $H$  que las elipticidades de las barras están en un rango de  $0.25 \leq \epsilon_{bar} \leq 0.75$  en donde solamente el 7% en la banda  $B$  y el 10% en la banda  $H$  tienen barras en un intervalo de  $0.25 \leq \epsilon_{bar} \leq 0.4$  y el 70% en la banda  $B$  y el 71% en la banda  $H$  tienen barras en un intervalo de  $0.5 \leq \epsilon_{bar} \leq 0.75$ , es decir, que la mayoría de sus galaxias barradas tienen barras fuertes. Este valor de la elipticidad es tomado como el valor al cual la elipticidad alcanza el máximo en la región de la barra.

[Menéndez-Delmestre et al. (2007)] encuentran un valor promedio para la elipticidad de  $\bar{\epsilon}_{bar} = 0.5 \pm 13$  para una muestra de 151 galaxias en las bandas  $J$ ,  $H$  y  $K$  por el método de ajuste de elipses y cuyo valor es determinado por el máximo que alcanza la elipticidad en la región de la barra pero en este caso deproyectando las galaxias. Además, dividen por tipos morfológicos tempranos (Sa-Sb) y tardíos (Sc-Sd) y encuentran que las elipticidades tienen un valor promedio para las tempranas de  $\bar{\epsilon}_{bar} = 0.54 \pm 13$  y para las tardías un valor promedio de  $\bar{\epsilon}_{bar} = 0.48 \pm 12$ . En este caso también se trata de barras fuertes.

[Barazza et al. (2008)] obtienen valores para la elipticidad de las barras en un rango de  $\epsilon = 0.3 - 0.7$  para una muestra de aproximadamente 1900 galaxias en la banda  $r$  tomando el valor de la elipticidad como el máximo que alcanza el perfil radial de elipticidad en la región de la barra por el método de ajuste de elipses. [Aguerri et al. (2009)] hace un

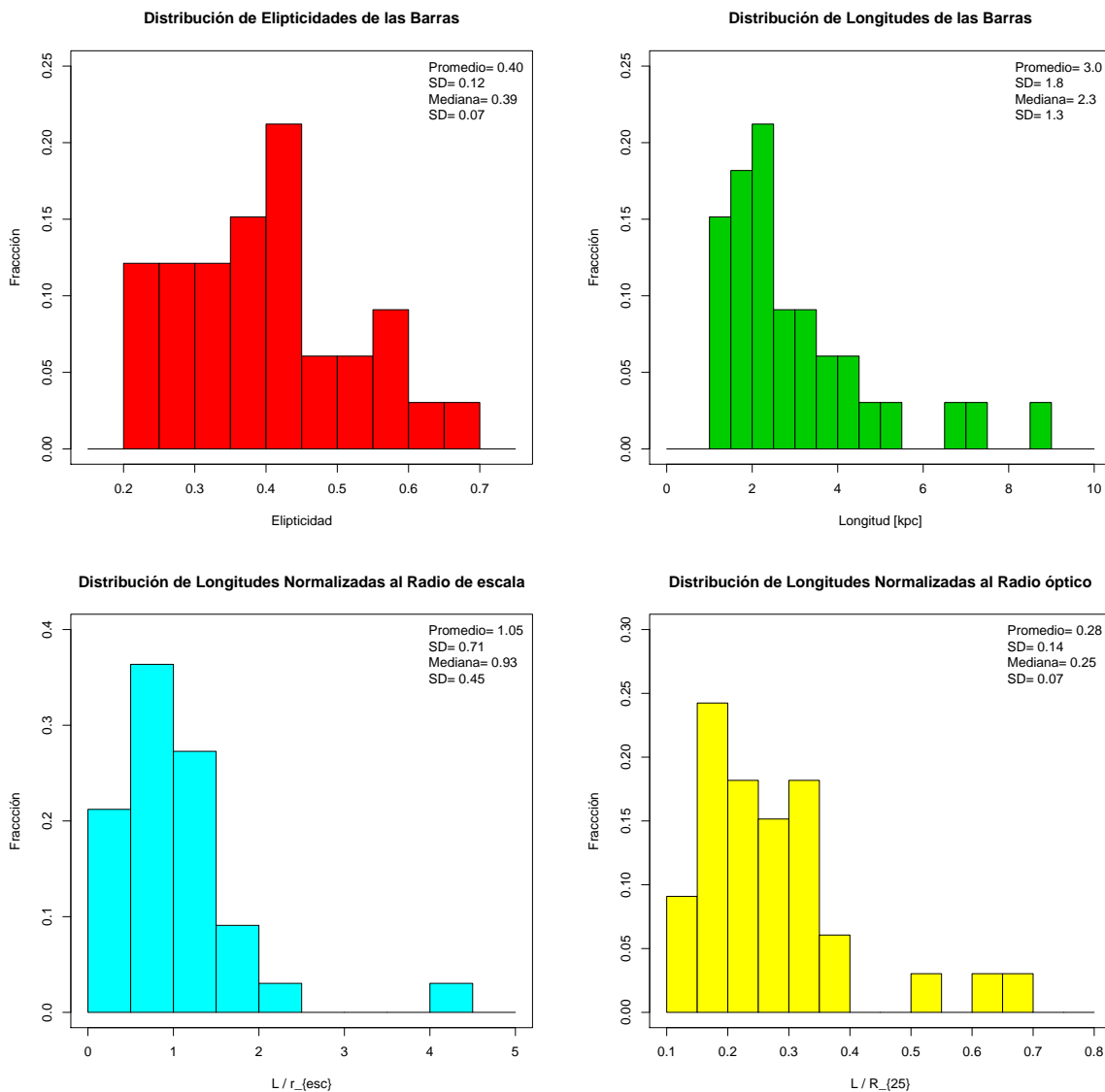


FIGURA 5.5. Propiedades estructurales de las barras (33 galaxias). **Panel superior izquierdo:** Se muestra la distribución de elipticidades de las componentes de disco barradas cuyo valor promedio es  $\overline{\epsilon_{bar}} = 0.4 \pm 0.12$ . **Panel superior derecho:** Se muestra la distribución de longitudes de las barras cuyo valor promedio es  $\overline{L_{bar}} = 3kpc \pm 1.8kpc$ . **Panel inferior izquierdo:** Se muestra la distribución de longitudes de las barras normalizadas al radio de escala del disco cuyo valor promedio es  $\overline{L_{bar}/r_{esc}} = 1.05 \pm 0.71$ . **Panel inferior derecho:** Se muestra la distribución de longitudes de las barras normalizadas al radio óptico ( $R_{25}$ ) cuyo valor promedio es  $\overline{L_{bar}/R_{25}} = 0.28 \pm 0.14$

estudio para una muestra de  $\sim 2000$  galaxias en la banda  $r$  por dos métodos: el ajuste de elipses y el análisis de Fourier encontrando valores para la elipticidad dividiendo por tipos morfológicos  $\epsilon_{bar}(S0) = 0.16$ ,  $\epsilon_{bar}(Sa - Sb) = 0.19$ ,  $\epsilon_{bar}(Sbc - Sdm) = 0.20$ . Un resumen detallado de cada uno de estos trabajos se muestra en la tabla 5.3. Sin embargo, es importante notar que [Gadotti (2008)] mostró que las elipticidades de las barras obtenidas a partir de ajustes de isofotas eran en promedio un 20% menores que los obtenidos usando descomposiciones 2D para los mismos objetos en la misma muestra. Esta diferencia se debe al hecho de que las isofotas contenidas en las barras son ligeramente más redondas que la barra misma debido a la contribución de las componentes de luz axisimétricas del bulbo y el disco.

Diferentes métodos para determinar la longitud de la barra han sido propuestos, por ejemplo: el radio al cual el ángulo de posición muestra un cambio de  $10^\circ$  ([Aguerri et al. (2009)]), el radio al cual la elipticidad muestra un mínimo después del máximo global (o local) encontrado ([Wozniak et al. 1995]), el mínimo entre el radio al cual la elipticidad muestra un cambio de  $\Delta\epsilon > 0.1$  y el radio al cual el ángulo de posición muestra un cambio de  $\Delta P.A > 10^\circ$  ([Erwin & Sparke 2003]) o combinaciones entre los antes mencionados.

En esta tesis adoptamos como medida de la longitud de una barra el radio al cual el perfil radial de elipticidad obtenido del método isofotal muestra un máximo global (o local), es decir, el radio al cual se alcanza la máxima elipticidad de la barra ( $L_{bar} = r_{\epsilon_{max}}$ ). En donde el valor de la elipticidad  $\epsilon_{max}$  es el que tomamos como la elipticidad representativa de la barra. Adoptamos el valor de la longitud de la barra al máximo de elipticidad debido a que con este valor podemos obtener mediciones homogéneas en toda la muestra a pesar de que como se mencionó en el capítulo 4 detectamos varias familias de galaxias en las cuales las detecciones no satisfacen por completo las condiciones establecidas para detectar la presencia de una barra pero que, sin embargo, existe huella en el perfil radial de elipticidad que sugiere que están presentes (y en muchos casos se confirma con las imágenes filtradas). Así, por ejemplo, evitamos tener malas mediciones de la longitud y elipticidad de la barra cuando una galaxia tenga una elipticidad en su disco muy parecida a la de la barra, o bien, donde se sobre estimaría la longitud o si una galaxia está dominada por el bulbo o aquellas en donde la barra está alineada con los brazos, la longitud quedaría subestimada debido al enmascaramiento provocado por el bulbo o los brazos espirales.

En el panel superior derecho de la figura 5.5 se muestra la distribución de longitudes de las barras que van desde valores mayores a  $1 \text{ kpc}$  hasta  $\sim 9 \text{ kpc}$  cuyo valor promedio se encuentra en  $3 \text{ kpc} \pm 1.8 \text{ kpc}$ . Este resultado es comparable con el obtenido en otros trabajos (ver la tabla 5.3 para mas detalles), por ejemplo [Marinova & Jogee (2007)] encuentran en la banda  $H$  longitudes promedio  $L_{bar}^\epsilon = 3.4 \text{ kpc}$  medida al radio al cual se alcanza el máximo en elipticidad y cuando deproyectan las galaxias encuentran una longitud promedio de  $L_{bar}^\epsilon = 4 \text{ kpc}$ . [Menéndez-Delmestre et al. (2007)] encuentran valores promedio para las longitudes  $L_{bar}^\epsilon = 4.2 \pm 2.9 \text{ kpc}$  y cuando separa por tipos tempranos (Sa-Sb) y tardíos (Sc-Sd) las longitudes promedio que encuentra son  $L_{bar}^\epsilon = 5.4 \pm 3.3 \text{ kpc}$  y  $L_{bar}^\epsilon = 2.2 \pm 1.7 \text{ kpc}$  respectivamente, medidas al radio al cual se alcanza el máximo en elipticidad. Por su parte [Barazza et al. (2008)] encuentran un valor promedio para las longitudes de las barras  $L_{bar}^\epsilon = 2.2 \text{ kpc}$  en la banda  $r$  medida también al radio al cual se alcanza el máximo en elipticidad.

[Aguerri et al. (2009)] determina la longitud de las barras por dos métodos diferentes: 1) El radio al cual se alcanza el máximo en elipticidad y 2) El radio al cual el  $P.A$  cambia  $5^\circ$  con respecto al valor del máximo en elipticidad ( $\epsilon_{max}$ ). Los resultados que obtiene en el caso del primer método y dividiendo por tipos morfológicos son, para las galaxias lenticulares (S0) la longitud promedio es  $L_{bar}^\epsilon = 3.5 \text{ kpc}$ , para las galaxias espirales tempranas (S0/a-Sb) la longitud promedio es  $L_{bar}^\epsilon = 4 \text{ kpc}$  y para las espirales tardías (Sbc-Sd) la longitud es  $L_{bar}^\epsilon = 3.8 \text{ kpc}$ . Cuando usa el segundo método los resultados son los siguientes, para las galaxias lenticulares (S0) la longitud promedio es  $L_{bar}^{PA} = 5.6 \text{ kpc}$ , para las galaxias espirales tempranas (S0/a-Sb) la longitud promedio es  $L_{bar}^{PA} = 5.4 \text{ kpc}$  y para las espirales tardías (Sbc-Sd) la longitud es  $L_{bar}^{PA} = 4.9 \text{ kpc}$ . Estas diferencias podrían ser debidas a diferencias intrínsecas en las muestras, la capacidad de resolución de las mismas y en la manera en que se defina la longitud de las barras, ya que por ejemplo tomar como medida de la longitud usando el pico del perfil de elipticidad dentro de la barra normalmente

resulta en valores menores que los obtenidos en otras definiciones de longitud de la barra ([Athanasoula & Misiriotis 2002, Erwin 2005]).

Por otro lado [Gadotti & de Souza (2006)] obtuvieron la longitud de la barra calculando el radio promedio donde el final de la barra es detectada en las imágenes en las bandas V y R a través de tres diferentes criterios: 1) el pico en el perfil radial de elipticidad obtenido del ajuste de elipses, 2) el punto medio de un cambio abrupto en el ángulo de posición (en el caso en donde el ángulo de posición de la barra es diferente del ángulo de posición del disco) y 3) el punto al cual el perfil de brillo superficial de la galaxia cae para unirse con la distribución de brillo del disco. Ellos encuentran longitudes de las barras en algunos casos más grandes que los trabajos antes mencionados, encontrando que para galaxias con barras débiles (clasificadas por ellos como SAB) el valor promedio de la longitud es  $L_{bar} = 3.4 \pm 0.4 \text{ kpc}$  y para las galaxias con barras fuertes (clasificadas por ellos como SB) el valor promedio de la longitud es  $L_{bar} = 5.9 \pm 0.9 \text{ kpc}$ . Cuando separan por tipos morfológicos los resultados son los siguientes: para las galaxias S0-S0/a encuentran una longitud promedio  $L_{bar} = 4.4 \pm 0.9 \text{ kpc}$ , para galaxias Sa-Sab encuentran una longitud promedio  $L_{bar} = 4.6 \pm 1.1 \text{ kpc}$ , para galaxias Sb-Sbc encuentran una longitud promedio de  $L_{bar} = 6.2 \pm 1.5 \text{ kpc}$ .

Cuando normalizamos la longitud de la barra por cantidades físicas como el radio de escala de la galaxia ( $r_{esc}$ ) o el radio óptico ( $R_{25}$ ) obtenemos lo siguiente: 1) Cuando normalizamos por el radio de escala obtenemos un valor promedio de  $L/r_{esc} = 1.05 \pm 0.71$ , es decir, que las barras no son más grandes típicamente de 2 radios de escala como se puede ver en la figura 5.5 (panel inferior izquierdo). 2) Cuando normalizamos al radio óptico a la isofota 25 el valor promedio de nuestras galaxias barradas es de  $L/R_{25} = 0.28 \pm 0.14$  lo cual se muestra en la figura 5.5 (panel inferior derecho), es decir, que los tamaños de las barras no exceden en promedio más del 30% de la extensión de la galaxia.

TABLA 5.3. Comparación con otros Trabajos

Parámetro	Menéndez-Delmestre 2007	Marinova y Joglee 2007	Barazza et al. 2008	Aguerri et al. 2009	Este Trabajo 2014
Banda	J, H y K	B y H	r	r	B e I
Magnitud	$m_J < 21.6$ $m_H < 20.6, m_K < 20$	$M_V < -18$ $m_B < 12$	$M_r \leq -18.5$ $m_r < 17.77$	$M_r < -20$ $m_r \sim 15.5$	$\bar{M}_B \sim -20.43$ $m_B < 15.5$
z		$\sim 0$	$0.01 < z < 0.03$	$0.01 < z < 0.04$	
Imágenes	2MASS	<i>OSUBSGS</i> <sup>(1)</sup>	<i>NYU - VAGC</i> <sup>(2)</sup>	<i>SDSS - DR5</i> <sup>(3)</sup>	2.1m SPM 0.84m SPM
i	$< 65^\circ$	$< 60^\circ$	$< 60^\circ$	$< 60^\circ$	$< 65^\circ$
Clasificación	RC3	RC3	<i>GALFIT</i> <sup>(4)</sup> Corte en color	RC3	Sharp Filtered <i>GALFIT</i> <sup>(4)</sup>
División por Tipos Morfológicos	(S0/a-Sb) tempranas (Sbc-Sd) tardías			S0 Lenticulares (S0/a-Sb) tempranas (Sbc-Sm) tardías	S0 (Sa-Sb) (Sbc-Sm)
No. de Galaxias	151	180	1961	2106	190
FWHM	$\sim 2'' - 3''$		$1'',4$	$1''.09$ (2.77 pix)	$\sim 1.5'' - 2''$
Límite de resolución de la longitud de las barras	$> 1.3$ kpc a una distancia media de 18 Mpc	$> 2.4$ kpc	$\geq 2$ kpc	0.5 kpc Galaxias artificiales: $\sim 0.5$ kpc a $z = 0.01$ $\sim 2$ kpc a $z = 0.04$	$> 1$ kpc a una distancia promedio de 87.42 Mpc
Método para detectar barras	Ajuste de elipses	Ajuste de elipses	Ajuste de elipses	1) Ajuste de elipses 2) Análisis de Fourier	Ajuste de elipses Fourier Sharp Filtered <i>GALFIT</i> <sup>(4)</sup>
Fracción de Barras Total	Barras Claras: $f_{bar}^{NIR} \sim 59\%$ Incluyendo no claras $f_{bar}^{NIR} \sim 67\% \pm 2\%$	$f_{bar}^{NIR} \sim 58\% \pm 7\%$ $f_{bar}^B \sim 45\% \pm 7\%$ $f_{bar}^{NIR} \sim 60\%$ Dep $f_{bar}^B \sim 44\%$ Dep	$\sim 48\% - 52\%$ para galaxias dominadas por	Ajuste de elipses: $f_{bar}^r \sim 45\%$ Análisis de Fourier $f_{bar}^r \sim 26\%$	$f_{bar}^I = 29\% \pm 4\%$
Fracción de Barras por Tipo				Ajuste de elipses: Fourier S0 = 29%                      29% S0/a-Sb = 55%                33% Sbc-Sm = 54%                17%	S0 = 24% $\pm$ 6% Sa-Sb = 44% $\pm$ 9% Sbc-Sdm = 20% $\pm$ 7% Sa-Sdm = 33% $\pm$ 6%



Tabla 5.3 – continua de la página anterior

Parámetro	Menéndez-Delmestre 2007	Marinova y Jogee 2007	Barazza et al. 2008	Aguerri et al. 2009	Este Trabajo 2014
Método para medir la longitud	Radio al máximo en elipticidad $r_{max}^{elip}$	Radio al máximo en elipticidad $r_{max}^{elip}$	Radio al máximo en elipticidad $r_{max}^{elip}$	1) Radio al máximo en $\epsilon$ 2) Radio al cual el $PA$ cambia $5^\circ$ con respecto a $\epsilon_{max}$	Radio al máximo en elipticidad $r_{max}^{elip}$
Valores promedio para la longitud de la barra	Total: $L_{bar}^\epsilon = 4.2 \pm 2.9$ kpc (Sa-Sb): $L_{bar}^\epsilon = 5.4 \pm 3.3$ kpc (Sc-Sd): $L_{bar}^\epsilon = 2.2 \pm 1.7$ kpc	En la banda H: $L_{bar}^\epsilon = 3.4$ kpc $L_{bar}^\epsilon = 4$ kpc Dep	$L_{bar}^\epsilon = 2.2$ kpc	$L_{bar}^\epsilon$ (kpc) $L_{bar}^{PA}$ (kpc) (S0)            3.5            5.6 (S0/a-Sb)    4.0            5.4 (Sbc-Sm)     3.8            4.9	Total: $L_{bar}^\epsilon = 3 \pm 1.8$ kpc (S0) $L_{bar}^\epsilon = 2.6 \pm 1.1$ kpc Sa-Sb $L_{bar}^\epsilon = 3.4 \pm 2.2$ kpc Sbc-Sdm $L_{bar}^\epsilon = 3.1 \pm 2.1$ kpc
Método para medir la fuerza de la barra	Máximo en elipticidad deproyectada $\epsilon_{bar}^{max}$	Máximo en elipticidad $\epsilon_{bar}^{max}$	Máximo en elipticidad $\epsilon_{bar}^{max}$	Parametrización de [Abraham & Merrifield 2000] a partir de la $\epsilon_{barra}$	Máximo en elipticidad $\epsilon_{bar}^{max}$
Valores promedio para la fuerza de la barra	Total: $e_{bar} = 0.50 \pm 0.13$ $e_{bar}(Sa - Sb) = 0.54 \pm 0.13$ $e_{bar}(Sc - Sd) = 0.48 \pm 0.12$	7% en B 10% en H : $0.25 \leq e_{bar} \leq 0.40$ 70% en B 71% en H : $0.50 \leq e_{bar} \leq 0.75$	$e_{bar} = 0.3 - 0.7$	$e_{bar}(S0) = 0.16$ $e_{bar}(Sa - Sb) = 0.19$ $e_{bar}(Sbc - Sm) = 0.20$	$e_{bar}(S0) = 0.32 \pm 0.08$ $e_{bar}(Sa - Sb) = 0.46 \pm 0.12$ $e_{bar}(Sbc - Sm) = 0.44 \pm 0.12$
Otras consideraciones	Sólo toman gaaxias cercanas $D \lesssim 40$ Mpc		Excluyen barras nucleares $\leq 2$ kpc	Excluyen galaxias con encuentros cercanos	Ambiente bien definido Pares mixtos (E/S0 + S)

1)OSU Bright Spiral Galaxy Survey ([Eskridge et al. 2002])

2)New York University Value Added Catalog ([Blanton et al. 2005])

3)Sloan Digital Sky Survey Data Release 5 ([Adelman-McCarthy et al. 2007])

4)[Peng 2010]

En la tabla 5.4 se muestran los parámetros geométricos de todas las galaxias clasificadas como barradas (B ó AB). Por columnas se muestra el nombre del par (Par), la componente (C), el tipo morfológico de la galaxia (TM), la elipticidad de la barra al máximo de elipticidad ( $e_{max}^{bar}$ ), el ángulo de posición de la barra al máximo en elipticidad ( $PA_{max}^{bar}$ ), la longitud de la barra al máximo en elipticidad en unidades de pixeles ( $L_{max}^{bar}$ , [pix]), la longitud de la barra al máximo en elipticidad en segundos de arco ( $L_{max}^{bar}$ , ["]) , la longitud de la barra al máximo en elipticidad en kpc ( $L_{max}^{bar}$ , [kpc]), la longitud normalizada por el radio de escala ( $L/r_{esc}$ ), la longitud normalizada al diámetro isofotal al cual hay un brillo superficial igual a  $25mag/m^2$  ( $L/D_{25}$ ), la longitud normalizada al radio isofotal al cual hay un brillo superficial igual a  $25mag/m^2$  ( $L/R_{25}$ ).

TABLA 5.4. Componentes con barras

Par	C	Tipo	$e_{max}^{bar}$	$PA_{max}^{bar}$	$r_{max}^{bar}$ [pix]	$L_{max}^{bar}$ ["]	$L_{max}^{bar}$ [kpc]	$L/r$	$L/D_{25}$	$L/R_{25}$
PAR1	a	SBa	0.679	70.7	51	20.4	7.2	1.74	0.34	0.68
PAR1	b	SAB0	0.208	-41.74	10	4.0	1.3	0.84	0.06	0.11
PAR2	a	SB0	0.218	83.76	12	6.12	2.2	0.5	0.09	0.17
PAR8	b	SAB0	0.315	-55.16	13	6.63	2.02	0.86	0.08	0.16
PAR10	b	SB0	0.239	-4.55	11	5.61	1.3	0.72	0.08	0.17
PAR11	b	SBc	0.464	43.15	12	6.12	2.9	0.95	0.16	0.32
PAR14	a	SBb(r)	0.541	68.18	41	16.15	4.8	4.14	0.26	0.53
PAR17	b	SB0	0.239	21.91	11	5.61	2.6	0.31	0.1	0.21
PAR19	a	SABb(r)	0.287	34.07	22	11.22	3.6	0.67	0.17	0.35
PAR21	a	SABb	0.337	48.41	12	6.12	1.7	0.61	0.09	0.18
PAR22	b	SABb	0.605	15.13	28	14.28	4.2	1.22	0.17	0.34
PAR23	a	SABb	0.44	49.98	10	5.1	1.6	1.04	0.15	0.29
PAR25	b	SABb	0.497	-79.64	12	6.12	1.3	0.97	0.14	0.29
PAR34	a	SBab(r)	0.362	-22.70	14	7.14	4.04	0.93	0.13	0.25
PAR38	b	SABab	0.53	-29.36	50	25.5	2.02	0.89	0.11	0.21
PAR43	a	SBbc	0.296	48.82	15	7.65	3.9	0.78	0.14	0.29
PAR44	b	SAB0	0.406	82.92	13	6.63	3.3	1.38	0.16	0.32
PAR45	b	SBa	0.445	-73.04	14	11.06	2.5	1.25	0.16	0.31
PAR47	b	SBa(rs)	0.567	-39.67	40	20.4	8.8	2.17	0.33	0.65
PAR51	a	SBa(r)	0.296	25.59	20	10.2	1.9	1.55	0.08	0.16
PAR55	b	SB0	0.432	4.79	11	8.69	5.2	1.47	0.12	0.24
PAR57	a	SB0	0.408	22.02	12	6.12	3.3	1.69	0.16	0.31
PAR60	a	SABd	0.571	75.03	12	6.12	1.7	1.4	0.1	0.19
PAR60	b	SAB0	0.38	-38.44	12	6.12	1.7	0.48	0.2	0.39
PAR71	b	SABbc	0.582	-23.16	28	14.28	6.9	1.12	0.2	0.4
PAR74	a	SBab	0.418	33.9	8	4.08	2.3	0.44	0.11	0.23
PAR76	b	SBcd	0.39	-44.04	10	5.1	1.2	0.37	0.05	0.1
PAR79	a	SABc	0.335	5.81	6	3.06	1.7	0.29	0.05	0.1
PAR82	a	SAB0	0.304	-27.42	9	4.59	2.3	0.36	0.13	0.26
PAR85	b	SAB0	0.291	-11.36	16	8.16	2.03	0.57	0.08	0.16
PAR92	a	SAB0	0.382	-22.18	13	6.63	3.3	1.01	0.14	0.29
PAR93	b	SABb	0.44	-26.41	8	4.08	1.5	0.53	0.09	0.18
PAR95	b	SBab(r)	0.381	17.14	17	8.67	2.8	1.38	0.12	0.24

### 5.3. Posibles efectos de los bulbos en las propiedades de las barras

Se cree que los bulbos clásicos parecen formarse en procesos relativamente rápidos y violentos, tales como la fusión de otras estructuras menores. Contrariamente los pseudobulbos se cree que se forman a partir de inestabilidades de disco tales como las barras. En una primera aproximación en esta tesis utilizamos nuestra clasificación morfológica detallada que refleja indirectamente la presencia de este bulbo en estas galaxias y separamos la muestra en galaxias de disco tempranas con una mayor contribución de bulbo (S0-Sab) y galaxias de disco tardías con una menor contribución de bulbo (Sb-Sdm) para tratar de estudiar su efecto sobre las propiedades de las barras. Sin embargo, sabemos que existe un perturbador gravitacional de tamaño comparable en la vecindad de las galaxias de disco aquí estudiadas y nos gustaría verificar también si las fuerzas de marea a estas escalas han producido algún efecto en la distribución de luz observada en las componentes estructurales de disco, bulbo y barra. En una segunda aproximación (en proceso) llevaremos a cabo un análisis detallado sobre la naturaleza del bulbo (bulbo clásico contra pseudobulbo) a través de los índices de Sérsic estimados a partir de la descomposición bulbo/disco llevado a cabo con el programa GALFIT.

En la figura 5.6 tratamos de buscar evidencia sobre tales efectos. Cuando graficamos la distribución de elipticidad como función del tipo morfológico, es decir, separando las lenticulares y espirales por tipos tempranos y tardíos encontramos que no se ve una diferencia significativa. El mismo comportamiento se ve con la longitud y la longitud normalizada. En el caso de la elipticidad (panel superior izquierdo de la figura 5.6) obtenemos valores promedio para las galaxias lenticulares de  $\bar{\epsilon} = 0.32 \pm 0.08$  (color rojo), para las galaxias espirales tempranas  $\bar{\epsilon} = 0.46 \pm 0.12$  (color verde) y para las espirales tardías  $\bar{\epsilon} = 0.44 \pm 0.12$  (color azul), es decir, que en las componentes tempranas de los pares mixtos (galaxias lenticulares), las barras resultan ser más débiles que en el caso de la componente tardía de los pares mixtos, es decir, en las componentes espirales tanto tempranas como tardías. El mismo comportamiento se ve en el panel superior derecho de la figura 5.6 donde se muestra la distribución de longitudes de las barras, en color rojo se muestran las galaxias lenticulares en donde el promedio de la longitud es  $\bar{L} = 2.5 \pm 1.1 \text{ kpc}$ , en color verde se muestran las galaxias espirales tempranas en donde el promedio de la longitud es  $\bar{L} = 3.3 \pm 2.2 \text{ kpc}$  y en color azul se muestran las galaxias espirales tardías en donde el promedio de la longitud es  $\bar{L} = 3.1 \pm 2.1 \text{ kpc}$ , es decir, que las componentes tempranas de los pares mixtos (S0) tienen longitudes menores que las componentes tardías (Sa-Sdm). Esto contrasta con lo encontrado en otros estudios ([Erwin 2005, Aguerri et al. (2009)]) que muestran que las barras son más largas en galaxias de disco tempranas ya que una fracción importante de ellas albergan un bulbo clásico. Sin embargo, hacemos notar que esto no es una regla ya que existen ejemplos de galaxias tempranas de disco que albergan pseudobulbos ([Erwin & Sparke 2003, Laurikainen et al. 2007]).

Para verificar si las diferencias son estadísticamente significativas realizamos algunas pruebas estadísticas.

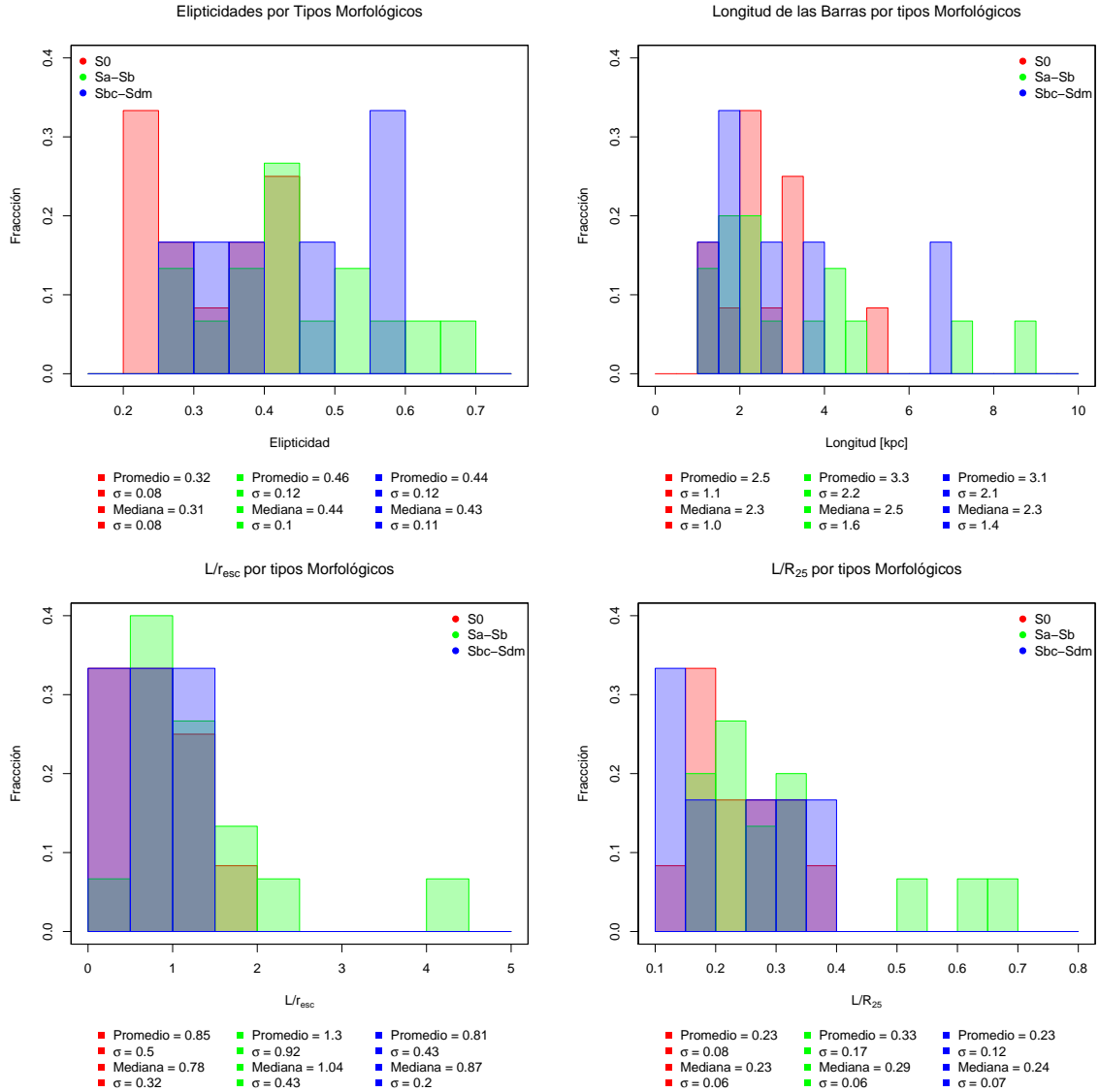


FIGURA 5.6. Propiedades estructurales de las barras por tipos morfológicos (33 galaxias). **Panel superior izquierdo:** Se muestra la distribución de elipticidades de las componentes de disco barradas divididas por tipo morfológico. **Panel superior derecho:** Se muestra la distribución de longitudes de las barras divididas por tipos morfológicos. **Panel inferior izquierdo:** Se muestra la distribución de longitudes de las barras normalizadas al radio de escala del disco divididas por tipo morfológico. **Panel inferior derecho:** Se muestra la distribución de longitudes de las barras normalizadas al radio óptico ( $R_{25}$ ) divididas por tipo morfológico. En los cuatro paneles se muestra en rojo las galaxias lenticulares (S0), en verde las galaxias espirales tempranas (Sa-Sb) y en azul las galaxias espirales tardías (Sbc-Sdm)

### 5.3.1. Pruebas estadísticas

#### F-Test

Se denomina prueba F a cualquier prueba en la que el estadístico utilizado sigue una distribución F, es decir, una distribución de probabilidad continua, si la hipótesis nula no puede ser rechazada. En estadística aplicada se prueban muchas hipótesis mediante el F-test, entre ellas prueba la hipótesis de que dos muestras tienen diferentes varianzas tratando de rechazar la hipótesis nula de que las varianzas son realmente consistentes.

La estadística  $F$  es el cociente de las varianzas, tal que sus valores  $\gg 1$  o  $\ll 1$  indicarán diferencias muy significativas.

### T-Test

Una prueba T o T-Student es cualquier prueba en la que el estadístico utilizado tiene una distribución t de Student, es decir, una distribución de probabilidad que surge del problema de estimar la media de una población normalmente distribuida cuando el tamaño de la muestra es pequeño, si la hipótesis nula es cierta. El t-test se usa para determinar si los promedios de dos grupos son iguales entre sí. La suposición para el test es que ambos grupos son muestreados a partir de distribuciones normales con varianzas iguales. La significancia es un número entre 0 y 1, y es la probabilidad de que  $|t|$  podría ser grande o muy grande simplemente por casualidad, para distribuciones con promedios iguales. Por lo tanto un valor numérico pequeño de la significancia (0.05 o 0.01) indica que la diferencia observada es “muy significativa”.

### Test Kolmogorov-Smirnov

La prueba de Kolmogorov-Smirnov (KS-test) trata de determinar si dos conjuntos de datos difieren significativamente. La prueba KS tiene la ventaja de que no hace ninguna suposición sobre la distribución de los datos (es no paramétrica y de libre distribución). Su objetivo es señalar si los datos provienen de una población que tiene una distribución teórica específica, es decir, contrasta si las observaciones podrían razonablemente proceder de la distribución especificada. Es una prueba de hipótesis no paramétrica que mide la probabilidad de que un conjunto univariado elegido se extrae de la misma población como un segundo conjunto de datos (la prueba KS de dos muestras) o un modelo continuo (la prueba KS de una muestra).

Lo que hace la prueba es comparar la función de distribución (probabilidad acumulada) teórica con la observada, y calcula un valor de discrepancia, representado habitualmente como  $D$ , que corresponde a la discrepancia máxima en valor absoluto entre la distribución observada y la distribución teórica, proporcionando así mismo un valor de probabilidad  $p$ , que corresponde, si estamos verificando un ajuste a la distribución normal, a la probabilidad de obtener una distribución que discrepe tanto como la observada si verdaderamente se hubiera obtenido una muestra aleatoria, de tamaño  $n$ , de una distribución normal. Si esa probabilidad es grande no habrá por tanto razones estadísticas para suponer que nuestros datos no proceden de una distribución, mientras que si es muy pequeña, no será aceptable suponer ese modelo probabilístico para los datos.

Utilizando estos test estadísticos buscamos comparar los promedios de los parámetros estructurales de las barras y ver si son significativamente diferentes o si son iguales. En la tabla 5.5 mostramos los resultados de estas pruebas, en donde comparamos los promedios obtenidos para la distribución de elipticidades, longitud normalizada por el radio de escala y longitud normalizada por el radio óptico  $R_{25}$  de la figura 5.6 para las galaxias lenticulares (S0) y las galaxias espirales de todos los tipos (Sa-Sdm). Por columnas de izquierda a derecha se muestra el parámetro a evaluar, el valor de la probabilidad ( $[p]$ ) después de aplicar el F-Test, el valor de la probabilidad ( $[p]$ ) después de aplicar el T-Test, el valor de la probabilidad ( $[p]$ ) después de aplicar el KS-Test. Este valor  $p$  es la significancia estadística cuyos niveles de significancia están entre valores de 0.05 y 0.01. Para cada uno

de los parámetros primero realizamos la prueba F-Test para saber si las varianzas de ambas muestras eran iguales o diferentes. Si resultaba que las varianzas son iguales entonces realizamos la prueba T-Test para saber si los promedios de ambas muestras son iguales o diferentes y por último realizamos la prueba KS-Test para saber si las probabilidades acumuladas son estadísticamente iguales o si son diferentes.

De acuerdo a los resultados mostrados en la tabla 5.5 podemos ver para el caso de la elipticidad que la probabilidad obtenida para prueba F-Test es  $p = 0.24$  indicando que las varianzas de la componente temprana (galaxias lenticulares) y la componente tardía (galaxias espirales) de los pares mixtos son estadísticamente parecidas. De la prueba T-Test obtuvimos un valor de la probabilidad de  $p = 0.0014$ , indicándonos que podría existir una diferencia entre los promedios de las dos componentes de los pares mixtos aunque de manera marginal. Por otro lado, si analizamos el valor promedio de elipticidad para la componente temprana ( $\bar{\epsilon} = 0.32 \pm 0.08$ ) y el valor promedio para la componente tardía ( $\bar{\epsilon} = 0.45 \pm 0.12$ ) podemos ver que aunque los promedios tienen valores diferentes cuando consideramos las barras de error la diferencia no es tan significativa ya que los promedios caen dentro de las barras de error. Para asegurarnos de la diferencia encontrada en el F-Test realizamos la prueba KS-Test en donde encontramos que el valor de la probabilidad es  $p = 0.014$  indicando que las probabilidades acumuladas podrían ser estadísticamente diferentes aunque de manera marginal ya que el valor obtenido está apenas por encima del valor mínimo de significancia. Por lo tanto, de acuerdo a las pruebas estadísticas realizadas y analizando las barras de error de los promedios de ambas componentes de los pares mixtos, podríamos decir que hay una ligera tendencia a encontrar elipticidades más grandes en galaxias espirales que en galaxias lenticulares pero que este resultado es marginal ya que la diferencia es apenas detectable.

TABLA 5.5. Pruebas estadísticas comparando las muestras de galaxias S0 y galaxias S (Sa-Sdm).

Parametro	F-Test [ $p$ ]	T-Test [ $p$ ]	K-S Test [ $p$ ]
Elipticidad	0.24	0.0014	0.014
$L/r_{esc}$	0.045	0.17	0.36
$L/R_{25}$	0.035	0.12	0.62

Para la longitud normalizada por el radio de escala ( $L/r_{esc}$ ) y la longitud normalizada por el radio óptico ( $L/R_{25}$ ) realizamos las mismas pruebas estadísticas. Aquí encontramos que los valores de las probabilidades obtenidos para la prueba F-Test son  $p = 0.045$  y  $p = 0.035$  para la longitud normalizada por el radio de escala y por el radio óptico respectivamente. En ambos casos el test nos dice que podría haber una diferencia entre las varianzas de ambas componentes (S0 y S). Sin embargo, cuando hacemos la prueba T-Test obtenemos un valor de la probabilidad  $p = 0.17$  (para  $L/r_{esc}$ ) y  $p = 0.12$  (para  $L/R_{25}$ ) indicando que los promedios de ambas componentes no son estadísticamente diferentes para ambas longitudes normalizadas. Por otro lado si revisamos el valor promedio de la longitud normalizada por el radio de escala para las galaxias lenticulares ( $L/r_{esc} = 0.85 \pm 0.5$ ) y el valor promedio para la longitud normalizada por el radio de escala para las galaxias espirales ( $L/r_{esc} = 1.1 \pm 0.7$ ) vemos que a pesar de que los valores obtenidos son diferentes cuando revisamos las barras de error estas diferencias caen dentro de las barras de error confirmando lo visto en el T-Test. Lo mismo sucede con la longitud normalizada por el radio de óptico en donde para las galaxias lenticulares el promedio es  $L/R_{25} = 0.23 \pm 0.08$

y para las galaxias espirales es  $L/R_{25} = 0.28 \pm 0.15$  en donde las barras de error nos indican que hay una región de traslape entre ambos valores. Por último realizamos la prueba KS-Test en donde obtuvimos valores de la probabilidad  $p = 0.36$  (para  $L/r_{esc}$ ) y  $p = 0.62$  (para  $L/R_{25}$ ) lo cual nos indica que en ambos casos las probabilidades acumuladas para ambas longitudes normalizadas no son diferentes. Con estas pruebas confirmamos que a pesar de que vemos diferencias en los valores de los promedios de las longitudes normalizadas tanto por el radio de escala como por el radio óptico entre la componente temprana y la componente tardía de los pares mixtos estas no son estadísticamente significativas y que está de acuerdo con lo visto con las barras de error.

Las mismas pruebas estadísticas las hicimos pero ahora considerando solamente la componente tardía de los pares mixtos, es decir, solo las componentes espirales. Dividimos por tipos morfológicos en espirales tempranas (Sa-Sb) y espirales tardías (Sbc-Sdm). En la tabla 5.6 se muestran los resultados de estas pruebas estadísticas en donde comparamos los promedio obtenidos para las distribuciones de elipticidad, longitud, longitud normalizada por el radio de escala y longitud normalizada por el radio óptico  $R_{25}$  de la figura 5.6. Por columnas de izquierda a derecha se muestra el parámetro a evaluar, el valor de la probabilidad ( $[p]$ ) después de aplicar el F-Test, el valor de la probabilidad ( $[p]$ ) después de aplicar el T-Test, el valor de la probabilidad ( $[p]$ ) después de aplicar el KS-Test.

En este caso vemos que para los tres parámetros ( $\epsilon$ ,  $L/r_{esc}$  y  $L/R_{25}$ ) la prueba F-Test tiene valores para la probabilidad que están fuera de la significancia estadística indicando que las varianzas de las espirales tempranas como de las tardías son estadísticamente parecidas. Para la prueba T-Test también obtenemos valores de la probabilidad que están fuera de la significancia estadística indicándonos en este caso que los promedios de los tres parámetros tanto de galaxias espirales tempranas como tardías son parecidos. Estos resultados se confirman cuando vemos los promedios obtenidos para estos dos grupos de galaxias espirales en la figura 5.6, en donde las barras de error nos indican que los promedios encontrados en cada uno de los parámetros no son diferentes. Por último realizamos la prueba KS-Test para los tres parámetros en donde encontramos los mismos resultados que para las pruebas anteriores, es decir, que las probabilidades acumuladas de las galaxias espirales tempranas y tardías son estadísticamente parecidas para los tres parámetros.

TABLA 5.6. Pruebas estadísticas comparando las muestras de galaxias espirales tempranas y tardías.

Parametro	F-Test $[p]$	T-Test $[p]$	K-S Test $[p]$
Elipticidad	0.82	0.77	0.99
$L/r_{esc}$	0.10	0.24	0.66
$L/R_{25}$	0.54	0.23	0.72

Una medida relativamente accesible y simple es la elipticidad de la barra. Una barra más excéntrica induce fuerzas y torcas no axisimétricas más fuertes que en el caso de un potencial cercano a ser axisimétrico en un disco ([Martin 1995]). Por lo tanto la elipticidad de la barra es una medida directa de la fuerza de la barra y no depende de ninguna otra propiedad de la galaxia. Estudios realizados con el método isofotal consideran que una buena aproximación de la fuerza de la barra está dada por la elipticidad máxima de la barra ( $\epsilon_{max}$ ), la cual puede ser estimada sin hacer suposiciones sobre el radio de escala del disco o sobre el cociente masa-luminosidad de la

galaxia ([Wozniak et al. 1995, Knapen et al. 2000, Laine et al. 2002]). Las simulaciones de [Athanasoula & Misiriotis 2002] indican que las barras son más fuertes con el tiempo a través de volverse más largas más excéntricas y más boxy.

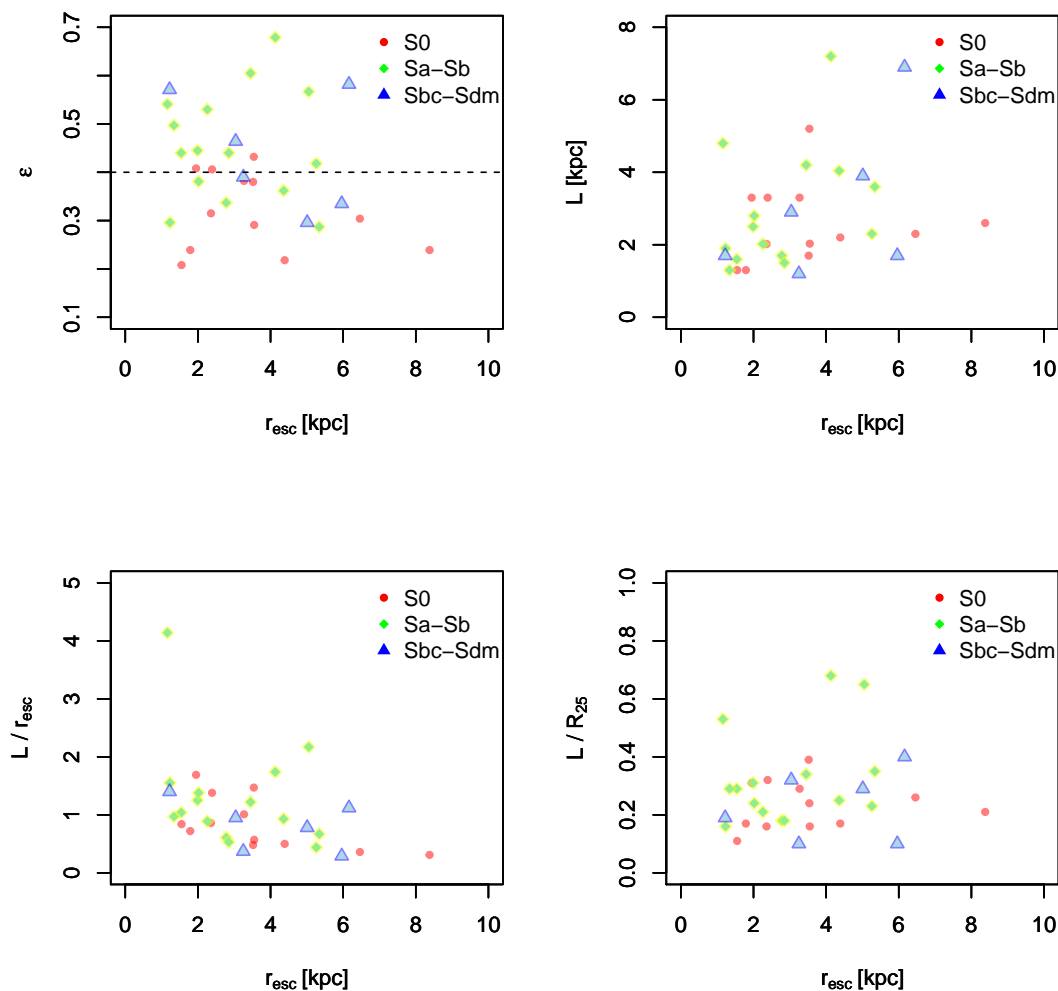


FIGURA 5.7. Correlación de las propiedades estructurales de las barras con el radio de escala de la galaxia (33 galaxias). En el panel superior izquierdo se muestra la correlación entre la elipticidad de la barra y el radio de escala de la galaxia dividido por tipos morfológicos. La línea punteada indica la separación entre barras fuertes y barras débiles. En el panel superior derecho se muestra la correlación entre la longitud de la barra y el radio de escala de la galaxia. En los paneles inferiores no se logra ver alguna correlación entre la longitud normalizada por los radios de escala y óptico  $R_{25}$  con el radio de escala.

En el panel superior izquierdo de la figura 5.7 mostramos un diagrama de dispersión de la elipticidad de la barra ( $\epsilon$ ) contra el radio de escala de la galaxia ( $r_{esc}$ ). Haciendo una división por tipos morfológicos podemos notar que prácticamente todas las galaxias lenticulares son las que tienen elipticidades menores a 0.4, es decir, las componentes de tipo temprano de los pares mixtos sistemáticamente tienen barras más débiles. Por otro lado las galaxias espirales tempranas (Sa-Sb) y tardías (Sbc-Sdm) en su mayoría tienen



elipticidades ( $\epsilon$ ) por encima de 0.4, es decir, que las componentes tardías de los pares mixtos tienen barras fuertes.

Buscando alguna otra correlación entre las propiedades estructurales de la barra y la galaxia anfitriona en la figura 5.7 mostramos también como se comporta la longitud de la barra con respecto al radio de escala de la galaxia. En el panel superior derecho de la figura se puede ver que el tamaño de las barras correlaciona con el tamaño de la galaxia, aunque la dispersión es grande se puede ver que las galaxias más grandes tienen barras más grandes. En los paneles inferiores de la figura 5.7 se muestra el comportamiento de la longitud normalizada por el radio de escala del disco ( $r_{esc}$ ) y el radio óptico ( $R_{25}$ ) con respecto al radio de escala del disco. En ambos casos se logra ver que no hay ninguna tendencia.

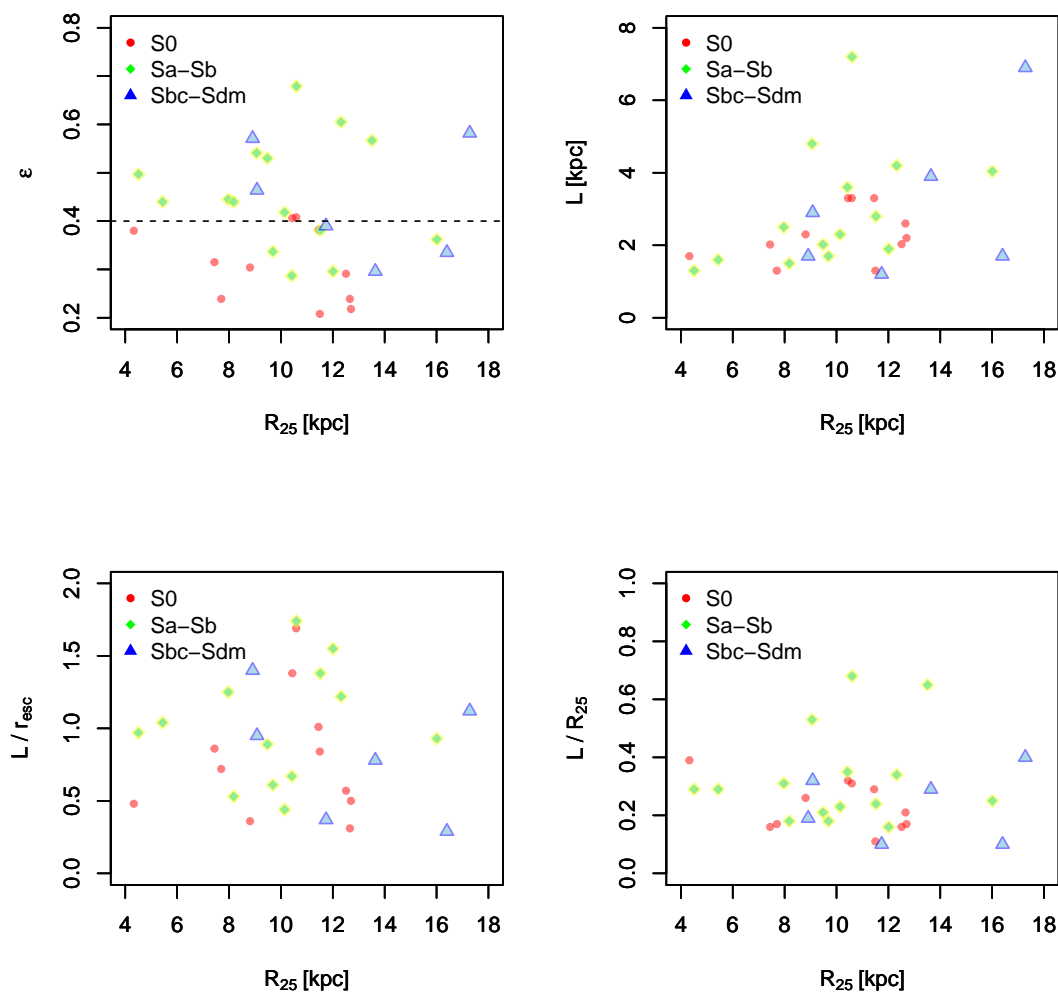


FIGURA 5.8. Correlación de las propiedades estructurales de las barras con el radio óptico  $R_{25}$  (33 galaxias). En el panel superior izquierdo se muestra la correlación entre la elipticidad de la barra y el radio  $R_{25}$  dividido por tipos morfológicos. La línea punteada indica la separación entre barras fuertes y barras débiles. En el panel superior derecho se muestra la correlación entre la longitud de la barra y el radio  $R_{25}$ . En los paneles inferiores no se logra ver alguna correlación entre la longitud normalizada por los radios de escala y óptico  $R_{25}$  con el radio  $R_{25}$ .

En la figura 5.8 buscamos las mismas correlaciones anteriores pero ahora comparando contra el radio óptico  $R_{25}$ . En el panel superior izquierdo se muestra un diagrama de dispersión de la elipticidad de la barra contra el radio óptico  $R_{25}$  dividido por tipos morfológicos. Aquí, podemos ver nuevamente que las galaxias lenticulares (color rojo) están casi todas por debajo de  $\epsilon = 0.4$  consistente con el caso de la correlación con el radio de escala anterior. Por otro lado las galaxias espirales tanto tempranas (verdes) como tardías (azules) en su mayoría se encuentran por encima de este valor.

Con esto confirmamos que en nuestra muestra la componente temprana de los pares mixtos tienen elipticidades menores a  $\epsilon = 0.4$  y por tanto son barras débiles. De la misma manera confirmamos que la componente tardía de los pares mixtos (Sa-Sdm) sistemáticamente están por encima del valor  $\epsilon = 0.4$ , por lo que estas galaxias tienen barras fuertes. En el panel superior derecho mostramos como es el comportamiento de la longitud de las barras con respecto al radio óptico  $R_{25}$ . En este caso podemos ver que la longitud de la barra correlaciona directamente con el tamaño de la galaxia, es decir, galaxias con radios ópticos grandes tienen las barras más grandes. Este comportamiento es similar al encontrado con el radio de escala del disco. Sin embargo, cuando normalizamos la longitud de la barra por el radio de escala y el radio óptico  $R_{25}$  (paneles inferiores de la figura 5.8) la dispersión es bastante alta y no encontramos una correlación entre estos parámetros con el radio óptico.

## 5.4. Parámetros de interacción y propiedades observadas de las barras

Además de los parámetros antes mencionados en esta tesis también tratamos de buscar alguna correlación entre los parámetros estructurales de la barra con dos parámetros que están relacionados con el ambiente en el que están estas galaxias, es decir, dado que estamos haciendo un estudio en una muestra de pares mixtos lo que queremos es ver si existe una correlación entre las elipticidades de las barras, sus longitudes y sus longitudes normalizadas con la separación proyectada de cada par y la velocidad relativa ( $\Delta V$ ) que existe entre las componentes de cada par.

### 5.4.1. Separación proyectada

#### 5.4.1.1. Elipticidad vs Separación proyectada

En la figura 5.9 se muestra la distribución de elipticidades en función de la separación proyectada dividido por tipos morfológicos. En color rojo se muestran las componentes tempranas de los pares mixtos, es decir, las galaxias lenticulares, en verde y en azul se muestran las componentes tardías, es decir, las galaxias espirales de todos los tipos morfológicos. Para diferenciar la componente tardía identificamos con color verde a las espirales tempranas (Sa-Sb) y con color azul a las espirales tardías (Sbc-Sdm).

Además en esta misma figura graficamos los promedios de elipticidad para cada tipo morfológico en dos bins, de 0 a 30  $kpc$  y de 30 a 300  $kpc$ . Elegimos estos dos bins porque con esto logramos tener casi el mismo número de galaxias en cada bin y marcamos con una línea punteada la región de separación entre barras fuertes y barras débiles. Como se puede ver en la figura 5.9 en el bin de 0 a 30  $kpc$  todas las galaxias lenticulares están ubicadas por debajo de un valor de la elipticidad de  $\epsilon = 0.4$ , es decir, tienen la misma

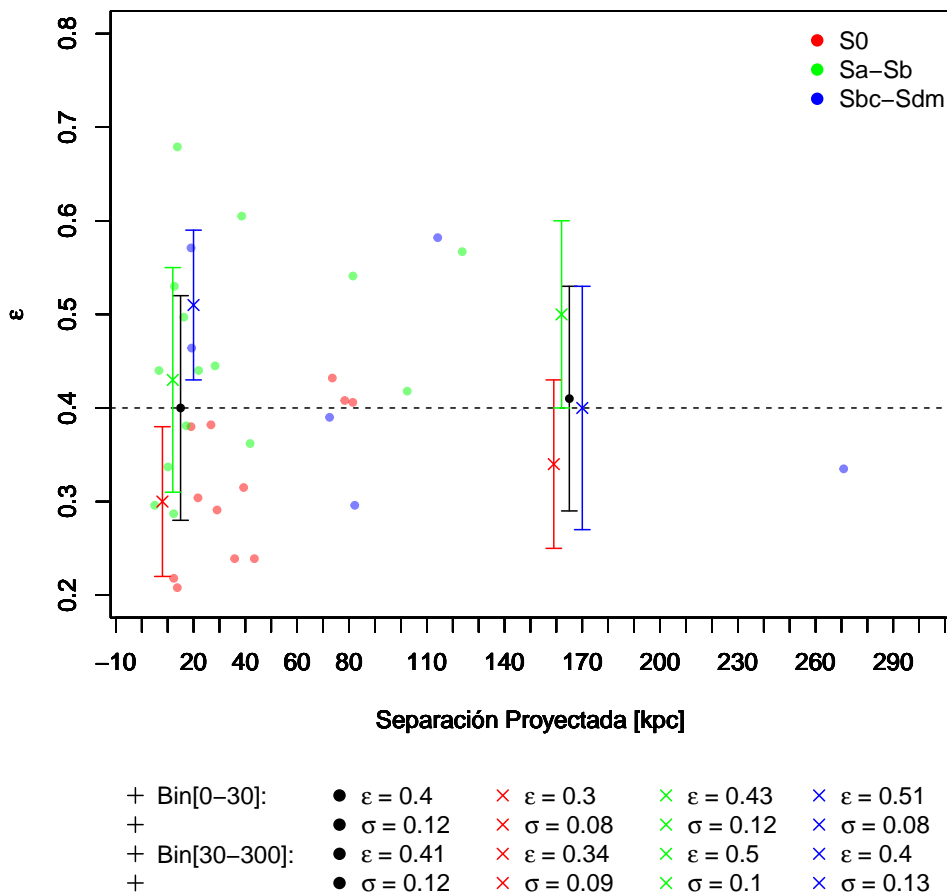


FIGURA 5.9. Distribución de la Elipticidad de las barras como función de la separación proyectada. En color rojo se muestran las galaxias lenticulares (S0), en verde las galaxias espirales tempranas y en azul las galaxias espirales tardías. Además se grafica los promedios de la elipticidad ( $\epsilon$ ) de cada tipo morfológico en dos intervalos, de 0 a 30 kpc y de 30 a 300 kpc. La línea punteada indica la división entre barras fuertes y barras débiles.

tendencia que mostraban las figuras 5.7 y 5.8. Por otro lado las galaxias espirales tempranas están ubicadas preferentemente después de un valor en elipticidad de  $\epsilon = 0.4$  indicando que hay una tendencia de estas galaxias a tener barras fuertes. En cuanto a las espirales tardías no se puede decir mucho ya que en este bin solamente tenemos dos espirales de este tipo aunque también se ubican en la región de barras fuertes. En este mismo intervalo graficamos los promedios de elipticidad para cada tipo morfológico. Como se puede ver en la figura las galaxias lenticulares tienen un promedio de elipticidad de  $\bar{\epsilon} = 0.3 \pm 0.08$  ( $\times$  roja). En el caso de las espirales tempranas el promedio en elipticidad es de  $\bar{\epsilon} = 0.43 \pm 0.12$  ( $\times$  verde) y para las espirales tardías el promedio es  $\bar{\epsilon} = 0.51 \pm 0.08$  ( $\times$  azul). En color negro graficamos el promedio de elipticidad de todas las galaxias que se encuentran entre 0 y 30 kpc cuyo valor es  $\bar{\epsilon} = 0.4 \pm 0.12$ . De acuerdo a estos resultados parecería haber un incremento en el promedio de elipticidad desde tipos tempranos S0 hasta tipos tardíos (Sbc-Sdm), sin embargo, esta tendencia no puede ser confirmada ya que las barras de error indicarían que no existe mucha diferencia entre estos valores promedio.

Para asegurarnos de esto realizamos las pruebas estadísticas que usamos en la sección 5.3 para verificar si las diferencias mostradas en la figura 5.9 son significativas o no. Lo primero que hicimos fue separar las dos componentes de los pares mixtos, es decir, las galaxias lenticulares (componente temprana) por un lado y las galaxias espirales de todos los tipos (componente tardía) y comparar con estas pruebas estadísticas si los promedios obtenidos son o no diferentes estadísticamente. Primero realizamos una prueba para saber si las varianzas de estos dos grupos eran o no iguales haciendo un F-Test. De esta prueba obtuvimos un valor de la probabilidad  $p = 0.37$  que nos indica que las varianzas de estos dos grupos son estadísticamente parecidas. Con este resultado podemos ahora hacer una segunda segunda prueba, un T-Test, la cual nos dice si los promedios de ambos grupos son iguales o no estadísticamente. En este caso obtuvimos un valor de la probabilidad de  $p = 0.01$  que esta dentro de los valores de la significancia estadística para estos test (0.01 a 0.05), es decir, que en este caso nos esta diciendo que los promedios de la elipticidad para las galaxias lenticulares y las galaxias espirales son estadísticamente diferentes. Para asegurarnos de que esta diferencia sea real hicimos una última prueba, un Kolmogorov-Smirnov (KS-Test) lo cual nos dice si las probabilidades acumuladas son estadísticamente iguales o diferentes. En este caso obtuvimos un valor de la probabilidad de  $p = 0.06$ , es decir, esta prueba también logra ver alguna diferencia entre los promedios de estos grupos pero que en realidad es muy marginal ya que el valor de la probabilidad obtenido está apenas por encima de los valores de significancia estadística para esta prueba (0.01 a 0.05).

Por lo tanto a pesar de que vemos una tendencia en la figura 5.9 de que el promedio de la elipticidad en el bin de 0 a 30 *kpc* crece hacia la componente tardía de los pares mixtos, esto en realidad es muy marginal ya que tanto las barras de error y las pruebas estadísticas indican que esta diferencia es apenas detectable. Los resultados de estos test se muestran en la tabla 5.7.

Lo mismo hicimos para la componente tardía de los pares mixtos, ya que nos interesa saber si hay alguna diferencia entre el valor promedio de la elipticidad entre galaxias espirales tempranas y galaxias espirales tardías. En este caso realizamos los mismos test en el mismo intervalo de separaciones proyectadas, es decir, de 0 a 30 *kpc* en donde obtuvimos para el F-Test un valor de la probabilidad de  $p = 0.92$ , que nos dice que no hay diferencia en las varianzas de ambos grupos. Después realizamos un T-Test en donde obtuvimos un valor de la probabilidad de  $p = 0.37$ , es decir, que tampoco logra ver una diferencia en los promedios de la elipticidad para ambos grupos. Por último el KS-Test nos da un valor de la probabilidad de  $p = 0.39$ , es decir, que tampoco en las probabilidades acumuladas existe una diferencia estadísticamente significativa. Entonces nuevamente a pesar de que en la figura 5.9 podemos llegar a ver una diferencia en los valores promedio de la elipticidad, tanto las barras de error como los test estadísticos nos indican que estas diferencias no son reales. En la tabla 5.8 resumimos los resultados de las pruebas estadísticas aplicados a los promedios de elipticidad de las galaxias espirales tempranas y tardías.

Lo mismo intentamos buscar en el bin de 30 a 300 *kpc* en donde podemos ver que por ser un intervalo más grande las galaxias se distribuyen en intervalos más grandes en separación proyectada distinto a lo que veíamos en el bin de 0 a 30 *kpc*, sin embargo, podemos ver que la mayoría de las galaxias están ubicadas por debajo de 130 *kpc* en separación proyectada. En este intervalo se ve de nuevo que hay galaxias lenticulares que están por debajo de un valor de la elipticidad de  $\epsilon = 0.4$  aunque también encontramos el mismo número de galaxias lenticulares por encima del mismo valor en elipticidad, lo cual puede ser debido a la poca estadística con la que contamos de galaxias barradas. En el caso de las espirales

tempranas podemos ver que estas siguen ubicadas preferencialmente por encima del valor en elipticidad de  $\epsilon = 0.4$  conservando la misma tendencia que en el bin anterior. Para el caso de las espirales tardías aunque ganamos más estadística aún los números siguen siendo pobres y lo único que podemos ver es que las galaxias espirales tardías se ubican preferencialmente por debajo del valor de  $\epsilon = 0.4$  en elipticidad. Cuando graficamos en este intervalo los promedios de elipticidades por cada tipo morfológico encontramos que las galaxias lenticulares presentan un promedio de elipticidad de  $\bar{\epsilon} = 0.34 \pm 0.09$  ( $\times$  roja), para las espirales tempranas encontramos un promedio de la elipticidad de  $\bar{\epsilon} = 0.5 \pm 0.1$  ( $\times$  verde) y para las espirales tardías encontramos que el valor promedio de la elipticidad es  $\bar{\epsilon} = 0.4 \pm 0.13$  ( $\times$  azul). Nuevamente como en el bin de 0 a 30 *kpc* vemos que el valor promedio de elipticidad tiende a ser más grande en la componente tardía de los pares mixtos (S) que en la componente temprana (S0). Sin embargo de acuerdo a las barras de error de estos valores promedio no podemos asegurar que estas diferencias sean ciertas.

Para asegurarnos de esto nuevamente realizamos las mismas pruebas estadísticas que en el bin anterior. Primero comparamos los promedios de elipticidad de las galaxias lenticulares contra el promedio de galaxias espirales de todos los tipos morfológicos en el bin de 30 a 300 *kpc*. De la prueba F-Test obtuvimos un valor de la probabilidad de  $p = 0.53$  lo que nos dice que las varianzas para estos dos grupos son parecidas. Como las varianzas son parecidas podemos usar una prueba T-Test en la que obtuvimos un valor de la probabilidad de  $p = 0.06$  lo cual nos dice que podría existir una diferencia entre los promedios de elipticidad de estos dos grupos pero que en realidad es marginal ya que está ligeramente por encima de los valores de significancia estadística para esta prueba. Por último realizamos la prueba KS-Test para asegurarnos de que la probable diferencia vista en el T-Test sea significativa, en este caso obtuvimos un valor de la probabilidad de  $p = 0.48$  lo cual nos dice que en realidad los promedios de elipticidad para las lenticulares y espirales de todos los tipos no tienen una diferencia estadísticamente significativa lo cual está de acuerdo con lo visto anteriormente con las barras de error.

En la tabla 5.7 resumimos los resultados de las pruebas estadísticas aplicadas para comparar los promedios de las elipticidades de la componente temprana de los pares mixtos (S0) y la componente tardía (S). Sin embargo, como en el bin de 0 a 30 *kpc* también nos interesa saber si existe alguna diferencia entre los promedios de las espirales tempranas y las espirales tardías en el bin de separaciones proyectadas de 30 a 300 *kpc*, las cuales de acuerdo a las barras de error no son significativas. Aplicando los mismos test obtenemos para la prueba F-Test un valor de la probabilidad  $p = 0.69$  lo cual nos dice que las varianzas de estos dos grupos son iguales, por lo que podemos ahora usar una prueba T-Test en la que el valor de la probabilidad obtenido es  $p = 0.24$  lo que nos indica que en este caso no hay diferencia entre los promedios de las elipticidades de las espirales tempranas y espirales tardías y por último usamos una prueba KS-Test en la cual el valor de la probabilidad es  $p = 0.43$  lo cual nos dice que la probabilidad acumulada tampoco es diferente. En este caso los test estadísticos confirman lo visto anteriormente con las barras de error, es decir, que no podemos asegurar que las diferencias vistas en los promedios de las elipticidades de cada componente de los pares mixtos (tempranas o tardías) en la figura sean significativas. Los resultados de estas pruebas estadísticas los resumimos en la tabla 5.8.

### 5.4.1.2. Longitud vs Separación Projectada

Otro parametro importante como mencionamos antes es la longitud de la barra. En la figura 5.10 mostramos la distribución de la longitud de las barras como función de la separación proyectada de cada par. También dividimos por tipos morfológicos y graficamos el valor promedio para cada componente. Al igual que para la elipticidad elegimos dos bins de 0 a 30 *kpc* y de 30 a 300 *kpc*. Para el intervalo de separaciones proyectadas de 0 a 30 *kpc* podemos ver que las longitudes de las barras están agrupadas en su mayoría en un rango de 1.5 *kpc* y 3 *kpc* para todos los tipos morfológicos.

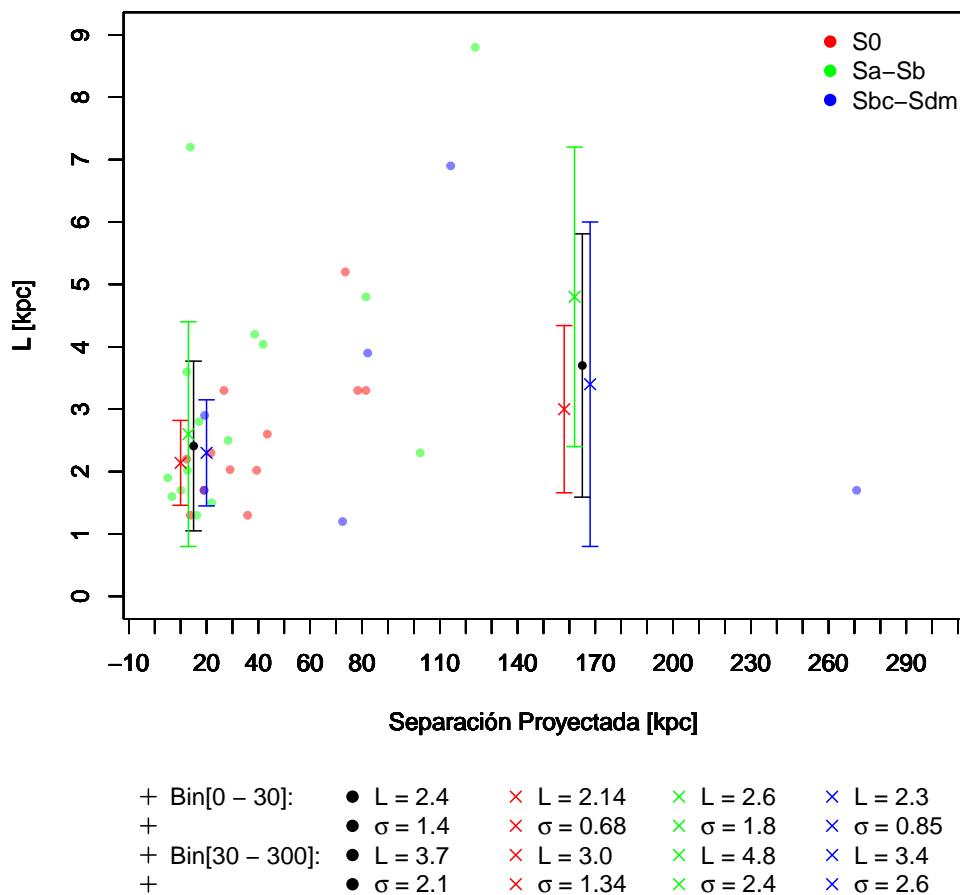


FIGURA 5.10. Distribución de la Longitud de las barras como función de la separación proyectada. En color rojo se muestran las galaxias lenticulares (S0), en verde las galaxias espirales tempranas y en azul las galaxias espirales tardías. Además se grafica los promedios de la longitud ( $L$ ) de cada tipo morfológico en dos intervalos, de 0 a 30 *kpc* y de 30 a 300 *kpc*.

Cuando graficamos los promedios de las longitudes obtenemos para las galaxias lenticulares un promedio de  $\bar{L} = 2.14 \pm 0.68$  *kpc* (× roja), las galaxias espirales tempranas tienen un promedio de  $\bar{L} = 2.6 \pm 1.8$  *kpc* (× verde) y las galaxias espirales tardías un promedio de  $\bar{L} = 2.3 \pm 0.85$  *kpc* (× azul). El promedio de longitud de todas las galaxias en el bin de 0 a 30 *kpc* es  $\bar{L} = 2.4 \pm 1.4$  *kpc* (punto negro). Para el bin de 30 a 300 *kpc* vemos que la longitud de las barras abarca un rango más amplio de valores de la longitud que va desde

poco más de 1  $kpc$  a casi 9  $kpc$ . En este intervalo obtenemos promedios de longitudes para las galaxias lenticulares de  $\bar{L} = 3.0 \pm 1.34 kpc$  ( $\times$  roja), para las espirales tempranas el promedio de la longitud es  $\bar{L} = 4.8 \pm 2.4 kpc$  ( $\times$  verde) y para las espirales tardías el promedio de la longitud es  $\bar{L} = 3.4 \pm 2.6 kpc$  ( $\times$  roja). Considerando todas las galaxias de todos los tipos morfológicos que hay en el bin el promedio de la longitud es  $\bar{L} = 3.7 \pm 2.1 kpc$  (punto negro).

Aquí simplemente mostramos como es el comportamiento de la longitud a diferentes separaciones protegidas ya que no podemos hacer un estudio similar al que hicimos en la figura 5.9 porque cada longitud está determinada a partir de la distancia a la que está cada galaxia. Sin embargo, para quitarnos el efecto de la distancia a la que está cada galaxia normalizamos la longitud por el radio de escala de la galaxia ( $L/r_{esc}$ ) y por el radio óptico  $R_{25}$  que son cantidades físicas de las galaxias que están relacionadas con el tamaño de la galaxia.

#### 5.4.1.3. $L/r_{esc}$ vs Separación proyectada

En la figura 5.11 se muestra la distribución de las longitudes normalizadas por el radio de escala de la galaxia en función de la separación proyectada. Al igual que para las gráficas de elipticidad y longitud anteriores elegimos los mismos bins en separación proyectada para hacer el estudio. Para el bin de 0 a 30  $kpc$  vemos que todas las galaxias que están en ese intervalo de separaciones proyectadas no son más grandes que dos radios de escala, es decir, que las galaxias con radios de escala pequeños tienen barras pequeñas y radios de escala grandes tienen barras grandes.

En la figura 5.11 también podemos ver que la componente temprana de los pares, es decir, las galaxias lenticulares preferentemente tienden a tener valores de las longitudes de las barras normalizadas por el radio de escala con tamaños menores (entre 0.5 y 0.8 radios de escala) que para las componentes tardías (entre 1 y 2 radios de escala), es decir, tanto para galaxias espirales tempranas como galaxias espirales tardías. Cuando graficamos los promedios de la longitud normalizada para cada tipo morfológico en el intervalo de separaciones proyectadas de 0 a 30  $kpc$  obtenemos para las galaxias lenticulares un valor promedio de  $L/r_{esc} = 0.63 \pm 0.25$  ( $\times$  roja), para las galaxias espirales tempranas encontramos que el promedio es  $L/r_{esc} = 1.1 \pm 0.4$  ( $\times$  verde) y para el caso de las espirales tardías obtenemos un valor promedio de  $L/r_{esc} = 1.2 \pm 0.32$  ( $\times$  azul). El promedio de longitud normalizada por el radio de escala de todas las galaxias dentro del intervalo de 0 a 30  $kpc$  es  $L/r_{esc} = 0.93 \pm 0.4$  (punto negro). Como vemos los promedios parecerían indicar que las galaxias lenticulares tienen longitudes de sus barras normalizadas por el radio de escala menores que las galaxias espirales (tempranas y tardías), sin embargo, nuevamente de las barras de error podemos ver que la diferencia entre estos valores promedio no es muy significativa ya que cae dentro de las barras de error. Para asegurarnos de esto nuevamente realizamos las mismas pruebas estadísticas que hicimos para el caso de la elipticidad. Primero comparamos los promedios de la longitud normalizada por el radio de escala de la componente temprana de los pares mixtos (galaxias lenticulares) contra el valor promedio de la longitud normalizada por el radio de escala de la componente tardía (galaxias espirales). De la prueba F-Test obtenemos un valor de la probabilidad de  $p = 0.33$  que nos dice que las varianzas para estos dos promedios de longitudes normalizadas son parecidos. Entonces podemos ahora hacer una prueba T-Test en la que obtenemos un valor de  $p = 0.02$ , es decir, que al comparar los promedios de las dos componentes de los pares

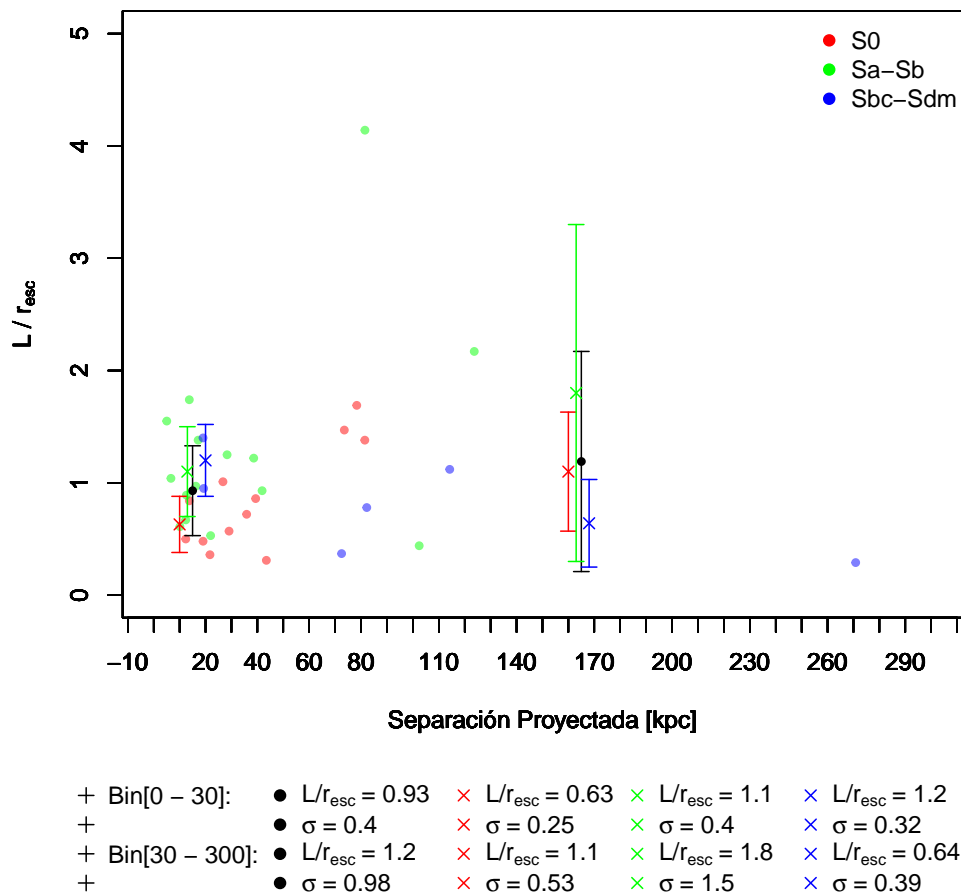


FIGURA 5.11. Distribución de la Longitud de las barras normalizada por el radio de escala de las galaxias como función de la separación proyectada. En color rojo se muestran las galaxias lenticulares (S0), en verde las galaxias espirales tempranas y en azul las galaxias espirales tardías. Además se grafica los promedios de la longitud normalizada por el radio de escala de la galaxia ( $L/r_{esc}$ ) de cada tipo morfológico en dos intervalos, de 0 a 30 kpc y de 30 a 300 kpc.

esta prueba dice que si logra ver alguna diferencia que estadísticamente significativa entre ellos.

Por último para asegurarnos de que lo anterior es cierto realizamos una prueba KS-Test en donde el valor de la probabilidad es  $p = 0.11$ , es decir, la prueba Kolmogorov-Smirnov nos dice que las probabilidades acumuladas en las componentes de los pares en realidad no son diferentes. Esto confirma lo visto con las barras de error de los promedios de ambas componentes por lo que lo único que podemos decir es que hay una tendencia a encontrar valores promedios de la longitud normalizada por el radio de escala mayores en galaxias espirales que en las lenticulares pero que sin embargo estas diferencias no son estadísticamente significativas. Un resumen de los resultados obtenidos de las pruebas aplicadas a los promedios de las componentes tempranas y tardías de los pares mixtos se muestra en la tabla 5.7. Sin embargo, también nos interesa saber si existe alguna diferencia entre los promedios de las espirales tempranas y las espirales tardías en el bin de separaciones



proyectadas de 0 a 30  $kpc$ . De acuerdo a las barras de error las diferencias entre estos promedios no son significativas. Aplicando los mismos test obtenemos para la prueba F-Test un valor de la probabilidad  $p = 0.92$  lo cual nos dice que las varianzas de estos dos grupos son iguales, por lo que podemos ahora usar una prueba T-Test en la que el valor de la probabilidad obtenido es  $p = 0.73$  lo que nos indica que en este caso no hay diferencia entre los promedios de las longitudes normalizadas por el radio de escala de las espirales tempranas y espirales tardías y por último usamos una prueba KS-Test en la cual el valor de la probabilidad es  $p = 0.93$  lo cual nos dice que la probabilidad acumulada tampoco es diferente. En este caso los test estadísticos confirman lo visto anteriormente con las barras de error, es decir, que no podemos asegurar que las diferencias vistas en los promedios de las longitudes normalizadas de cada componente de los pares mixtos (tempranas o tardías) en la figura sean significativas.

Los resultados de estas pruebas estadísticas los resumimos en la tabla 5.8. Lo mismo hicimos en el intervalo de 30 a 300  $kpc$  en donde los promedios que obtuvimos de la longitud normalizada por el radio de escala fueron para las galaxias lenticulares  $L/r_{esc} = 1.1 \pm 0.53$  ( $\times$  roja), para las galaxias espirales tempranas un promedio de  $L/r_{esc} = 1.8 \pm 1.5$  ( $\times$  verde) y para las galaxias espirales tardías un promedio de  $L/r_{esc} = 0.64 \pm 0.39$  ( $\times$  azul). El promedio de la longitud normalizada por el radio de escala de todas las galaxias contenidas en el bin de 30 a 300  $kpc$  es  $L/r_{esc} = 1.2 \pm 0.53$  (punto negro). Como vemos nuevamente las galaxias lenticulares tienden a tener un valor promedio de la longitud de sus barras normalizada por el radio de escala menor que las galaxias espirales tempranas pero mayor que el de las espirales tardías, sin embargo, nuevamente viendo las barras de error esto no resulta ser significativo. Para asegurarnos realizamos las pruebas estadísticas mencionadas anteriormente. Primero comparamos los promedios de las longitudes normalizadas por el radio de escala de las componentes tempranas (galaxias lenticulares) con el promedio de las longitudes normalizadas por el radio de escala de las componentes tardías. De la prueba F-Test obtuvimos un valor de la probabilidad de  $p = 0.08$  lo que nos dice que las varianzas son parecidas por lo que podemos usar la prueba T-Test, en donde obtuvimos un valor de la probabilidad de  $p = 0.71$ , es decir, lo que nos está diciendo este test es que el promedio de la longitud normalizada por el radio de escala de las galaxias lenticulares como el de las galaxias espirales no son estadísticamente diferentes. Por último de la prueba KS-Test encontramos que la probabilidad es  $p = 0.89$ , es decir, que tampoco se encuentra diferencia en las probabilidades acumuladas para estas dos componentes de los pares mixtos.

En la tabla 5.7 resumimos los resultados de estas pruebas estadísticas aplicadas a los promedios de las longitudes normalizadas por el radio de escala del disco de las galaxias lenticulares y galaxias espirales de todos los tipos. Cuando realizamos estas mismas pruebas solamente a la componente tardía de los pares mixtos, es decir, solamente a las galaxias espirales divididas en espirales tempranas y espirales tardías encontramos que el valor de la probabilidad cuando aplicamos la prueba F-Test es  $p = 0.05$  lo que nos estaría diciendo que marginalmente encuentra una diferencia en las varianzas de los promedios de las espirales tempranas y tardías pero que está al límite de la significancia estadística para esta prueba. Cuando hacemos la prueba T-Test obtenemos un valor de la probabilidad de  $p = 0.18$  lo que nos dice que los promedios de las longitudes normalizadas por el radio de escala del disco para las galaxias espirales tempranas y tardías no son estadísticamente diferentes y cuando aplicamos la prueba KS-Test lo que encontramos es que el valor de la probabilidad para este test es  $p = 0.29$  lo que nos dice que las probabilidades acumuladas para estas dos grupos son estadísticamente diferentes. En la tabla 5.8 resumimos los resultados aplicados a los promedios de las longitudes normalizadas por el radio de escala para las galaxias

espirales tempranas y tardías. En este caso también confirmamos lo visto anteriormente con las barras de error de que a pesar de que en la figura vemos alguna diferencia en los promedios de cada tipo morfológico éstas no son estadísticamente significativas.

#### 5.4.1.4. $L/R_{25}$ vs Separación proyectada

Otro parámetro físico con el que podemos relacionar a la longitud de las barras es el radio óptico  $R_{25}$  de las galaxias. En la figura 5.12 se muestra la distribución de longitudes normalizadas por el radio óptico  $R_{25}$ . Como en las figuras 5.9, 5.10 y 5.11 tomamos dos intervalos en separación proyectada para hacer el estudio. En el intervalo de 0 a 30 *kpc* vemos un comportamiento similar al de la figura 5.11 en donde el grueso de las longitudes de las barras normalizadas al radio óptico  $R_{25}$  están en un intervalo de 0.15 a 0.35, es decir, que los tamaños de las barras no exceden más del 35% del tamaño de la galaxia. Cuando graficamos los promedios de las longitudes normalizadas al radio óptico ( $L/R_{25}$ ) para cada tipo morfológico encontramos que para las galaxias lenticulares el promedio es  $L/R_{25} = 0.23 \pm 0.1$  ( $\times$  rojo), para las galaxias espirales tempranas encontramos un promedio de  $L/R_{25} = 0.29 \pm 0.15$  ( $\times$  verde) y para las galaxias espirales tardías el promedio es  $L/R_{25} = 0.26 \pm 0.09$  ( $\times$  azul). Como podemos ver en la figura 5.12 la longitud normalizada por el radio de óptico  $R_{25}$  para las galaxias lenticulares parecería ser menor que para las galaxias espirales tempranas y tardías, sin embargo, las barras de error nos indican que estas diferencias no son significativas. Para asegurarnos de esto nuevamente realizamos las pruebas estadísticas como lo hicimos en las figuras anteriores.

Primero comparamos los promedios de la longitud normalizada por el radio óptico de la componente temprana de los pares mixtos (galaxias lenticulares) contra el valor promedio de la longitud normalizada por el radio óptico de la componente tardía (galaxias espirales). De la prueba F-Test obtenemos un valor de la probabilidad de  $p = 0.51$  que nos dice que las varianzas para estos dos promedios de longitudes normalizadas son parecidos. Entonces podemos ahora hacer una prueba T-Test en la que obtenemos un valor de  $p = 0.42$ , es decir, que al comparar los promedios de la longitud normalizada por el radio óptico de las dos componentes de los pares esta prueba dice que no logra ver alguna diferencia estadísticamente significativa entre ellos. Por último realizamos una prueba KS-Test en donde el valor de la probabilidad es  $p = 0.49$ , es decir, la prueba Kolmogorov-Smirnov nos dice que las probabilidades acumuladas en las componentes de los pares en realidad no son diferentes. Esto confirma lo visto con las barras de error de los promedios de ambas componentes por lo que lo único que podemos decir es que hay una tendencia a encontrar valores promedios de la longitud normalizada por el radio óptico mayores en galaxias espirales que en las lenticulares pero que sin embargo estas diferencias no son estadísticamente significativas. Un resumen de los resultados obtenidos de las pruebas aplicadas a los promedios de las componentes tempranas (S0) y tardías (S) de los pares mixtos se muestra en la tabla 5.7.

Por otro lado también nos interesa saber si existe alguna diferencia entre los promedios de las longitudes normalizadas por el radio óptico de las espirales tempranas y las espirales tardías en el bin de separaciones proyectadas de 0 a 30 *kpc*. Si nos fijamos en las barras de error las diferencias entre estos promedios no son significativas. Aplicando los mismos test obtenemos para la prueba F-Test un valor de la probabilidad  $p = 0.88$  lo cual nos dice que las varianzas de estos dos grupos son iguales, por lo que podemos ahora usar una prueba T-Test en la que el valor de la probabilidad obtenido es  $p = 0.77$  lo que nos indica que en este caso no hay diferencia entre los promedios de las longitudes normalizadas por

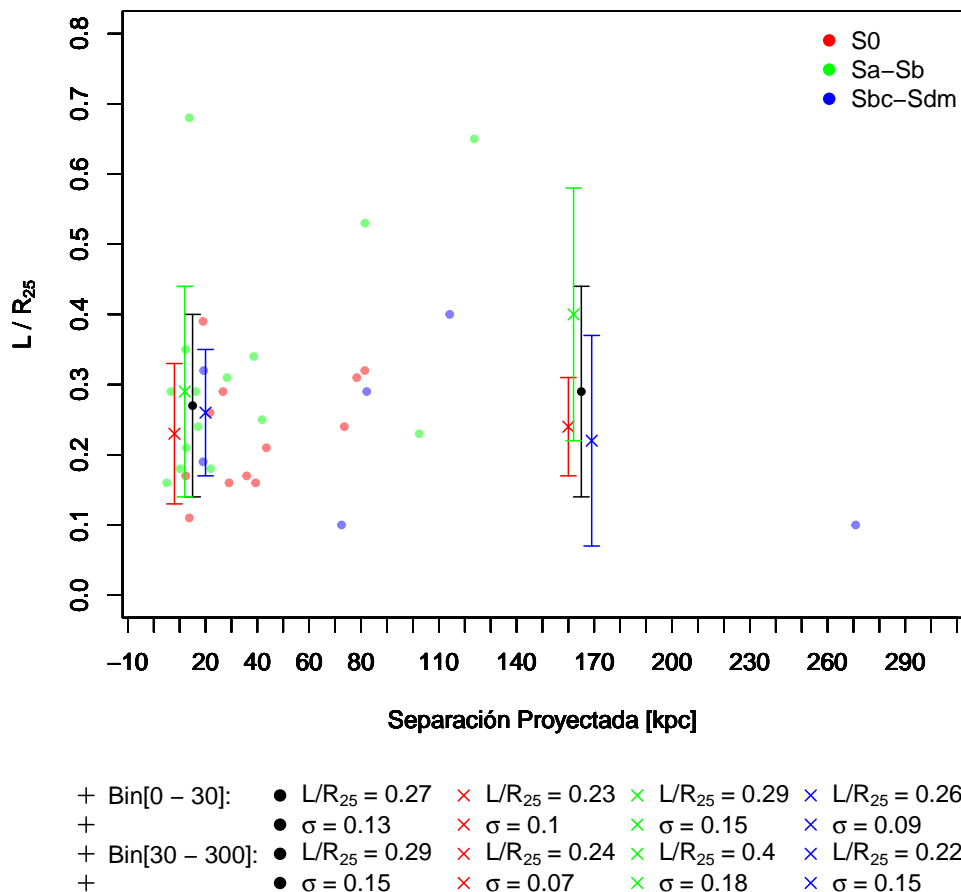


FIGURA 5.12. Distribución de la Longitud de las barras normalizada por el radio óptico  $R_{25}$  de las galaxias como función de la separación proyectada. En color rojo se muestran las galaxias lenticulares (S0), en verde las galaxias espirales tempranas y en azul las galaxias espirales tardías. Además se grafica los promedios de la longitud normalizada por el radio de escala de la galaxia ( $L/R_{25}$ ) de cada tipo morfológico en dos intervalos, de 0 a 30 kpc y de 30 a 300 kpc.

el radio óptico de las espirales tempranas y espirales tardías y por último usamos una prueba KS-Test en la cual el valor de la probabilidad es  $p = 0.99$  lo cual nos dice que la probabilidad acumulada tampoco es diferente. En este caso los test estadísticos confirman lo visto anteriormente con las barras de error, es decir, que no podemos asegurar que las diferencias vistas en los promedios de las longitudes normalizadas de cada componente de los pares mixtos (tempranas o tardías) en la figura sean significativas. Los resultados de estas pruebas estadísticas los resumimos en la tabla 5.8.

Lo mismo hicimos en el intervalo de 30 a 300 kpc en donde los promedios que obtuvimos de la longitud normalizada por el radio óptico fueron para las galaxias lenticulares  $L/R_{25} = 0.24 \pm 0.07$  (× roja), para las galaxias espirales tempranas un promedio de  $L/R_{25} = 0.4 \pm 0.18$  (× verde) y para las galaxias espirales tardías un promedio de  $L/R_{25} = 0.22 \pm 0.15$  (× azul). El promedio de la longitud normalizada por el radio óptico de todas las galaxias contenidas en el bin de 30 a 300 kpc es  $L/R_{25} = 0.29 \pm 0.15$  (punto

negro). Como vemos nuevamente las galaxias lenticulares tienden a tener un valor promedio de la longitud de sus barras normalizada por el radio óptico menor que las galaxias espirales tempranas pero mayor que el de las espirales tardías, sin embargo, nuevamente viendo las barras de error esto no resulta ser significativo. Para asegurarnos realizamos las pruebas estadísticas mencionadas anteriormente. Primero comparamos los promedios de las longitudes normalizadas por el radio óptico de las componentes tempranas (galaxias lenticulares) con el promedio de las longitudes normalizadas por el radio de escala de las componentes tardías. De la prueba F-Test obtuvimos un valor de la probabilidad de  $p = 0.04$  lo que nos dice puede haber una ligera diferencia en las varianzas de los promedios de la longitud normalizada por el radio óptico de las componentes temprana y tardía de los pares mixtos. De la prueba T-Test obtenemos un valor de la probabilidad de  $p = 0.29$ , es decir, lo que nos está diciendo este test es que el promedio de la longitud normalizada por el radio óptico de las galaxias lenticulares como el de las galaxias espirales no son estadísticamente diferentes.

Por último de la prueba KS-Test encontramos que la probabilidad es  $p = 0.48$ , es decir, que tampoco se encuentra diferencia en las probabilidades acumuladas para estas dos componentes de los pares mixtos. En la tabla 5.7 resumimos los resultados de estas pruebas estadísticas aplicadas a los promedios de las longitudes normalizadas por el radio óptico de las galaxias lenticulares y galaxias espirales de todos los tipos. Cuando realizamos estas mismas pruebas solamente a la componente tardía de los pares mixtos, es decir, solamente a las galaxias espirales divididas en espirales tempranas y espirales tardías encontramos que el valor de la probabilidad cuando aplicamos la prueba F-Test es  $p = 0.76$  lo que nos estaría diciendo que las varianzas de los promedios de las espirales tempranas y tardías son parecidas. Cuando hacemos la prueba T-Test obtenemos un valor de la probabilidad de  $p = 0.16$  lo que nos dice que los promedios de las longitudes normalizadas por el radio de escala del disco para las galaxias espirales tempranas y tardías no son estadísticamente diferentes y cuando aplicamos la prueba KS-Test lo que encontramos es que el valor de la probabilidad para este test es  $p = 0.63$  lo que nos dice que las probabilidades acumuladas para estas dos grupos son estadísticamente diferentes. En la tabla 5.8 resumimos los resultados aplicados a los promedios de las longitudes normalizadas por el radio óptico para las galaxias espirales tempranas y tardías. En este caso también confirmamos lo visto anteriormente con las barras de error y a pesar de que en la figura vemos alguna diferencia en los promedios de cada tipo morfológico éstas no son estadísticamente significativas.

TABLA 5.7. Pruebas estadísticas para las propiedades de la barra como función de la separación para galaxias Lenticulares y Espirales de todos tipos Morfológicos.

Parámetro	Bin [ $kpc$ ]	F-Test [ $p$ ]	T-Test [ $p$ ]	K-S Test [ $p$ ]
Elipticidad	[0 - 30]	0.37	0.01	0.06
Elipticidad	[30 - 300]	0.53	0.06	0.48
$L/r_{esc}$	[0 - 30]	0.33	0.02	0.11
$L/r_{esc}$	[30 - 300]	0.08	0.71	0.89
$L/R_{25}$	[0 - 30]	0.51	0.42	0.49
$L/R_{25}$	[30 - 300]	0.043	0.29	0.48

TABLA 5.8. Pruebas estadísticas para las propiedades de la barra como función de la separación para galaxias Espirales tempranas y Espirales tardías.

Parámetro	Bin [ <i>kpc</i> ]	F-Test [ <i>p</i> ]	T-Test [ <i>p</i> ]	K-S Test [ <i>p</i> ]
Elipticidad	[0 - 30]	0.92	0.37	0.39
Elipticidad	[30 - 300]	0.69	0.24	0.43
$L/r_{esc}$	[0 - 30]	0.92	0.73	0.93
$L/r_{esc}$	[30 - 300]	0.05	0.18	0.29
$L/R_{25}$	[0 - 30]	0.88	0.77	0.99
$L/R_{25}$	[30 - 300]	0.76	0.16	0.63

Una vez realizadas estas pruebas estadísticas y observando las barras de error en las figuras 5.9, 5.11, 5.12 podemos concluir que aunque en cada parámetro pudimos ver como era su comportamiento con respecto a la separación proyectada no es claro que exista una correlación que nos este diciendo si la elipticidad o la longitud de la barra se vea afectada por la separación proyectada entre ambos componentes de estos pares mixtos.

#### 5.4.2. Velocidad Relativa ( $\Delta V$ )

Un estudio similar lo podemos hacer con la velocidad relativa que hay entre los componentes de cada par. De igual manera lo que tratamos de ver es si existe alguna correlación entre los parámetros estructurales de las barras como la elipticidad y la longitud con la velocidad relativa entre los componentes de cada par.

##### 5.4.2.1. Elipticidad vs $\Delta V$

En la figura 5.13 graficamos la distribución de elipticidades como función de la velocidad relativa divididas por tipos morfológicos en donde las galaxias lenticulares se representan por los puntos rojos, las galaxias espirales por los puntos verdes y las espirales tardías por los puntos azules. Para este estudio también tomamos dos intervalos tratando tener un número parecido de galaxias en cada bin en los cuales graficamos los promedios de elipticidad para cada tipo morfológico. En la figura se puede ver que las galaxias lenticulares, es decir, la componente temprana de los pares mixtos están ubicadas preferentemente por debajo de un valor en elipticidad de  $\epsilon = 0.4$ , la misma tendencia que encontramos con la separación proyectada en la figura 5.9 y que nos indica nuevamente que estas galaxias tienen barras débiles. Por su parte la componente tardía de los pares mixtos, tanto galaxias espirales tempranas como galaxias espirales tardías se ubican preferentemente por encima de un valor de la elipticidad de  $\epsilon = 0.4$ , es decir, que estas galaxias tienen barras fuertes como lo habíamos visto también en la figura 5.9.

Si nos fijamos solamente en el intervalo de velocidad relativa ( $\Delta V$ ) de 0 a 150 *km/s* podemos ver que el promedio de elipticidad de todas las galaxias incluidas en ese intervalo es  $\bar{\epsilon} = 0.41 \pm 0.12$  marcado por el punto negro en la figura 5.13. Por su parte las galaxias lenticulares tienen un promedio en elipticidad de  $\bar{\epsilon} = 0.31 \pm 0.08$  ( $\times$  roja), las galaxias espirales tempranas tienen un promedio de  $\bar{\epsilon} = 0.47 \pm 0.1$  ( $\times$  verde) y las galaxias espi-

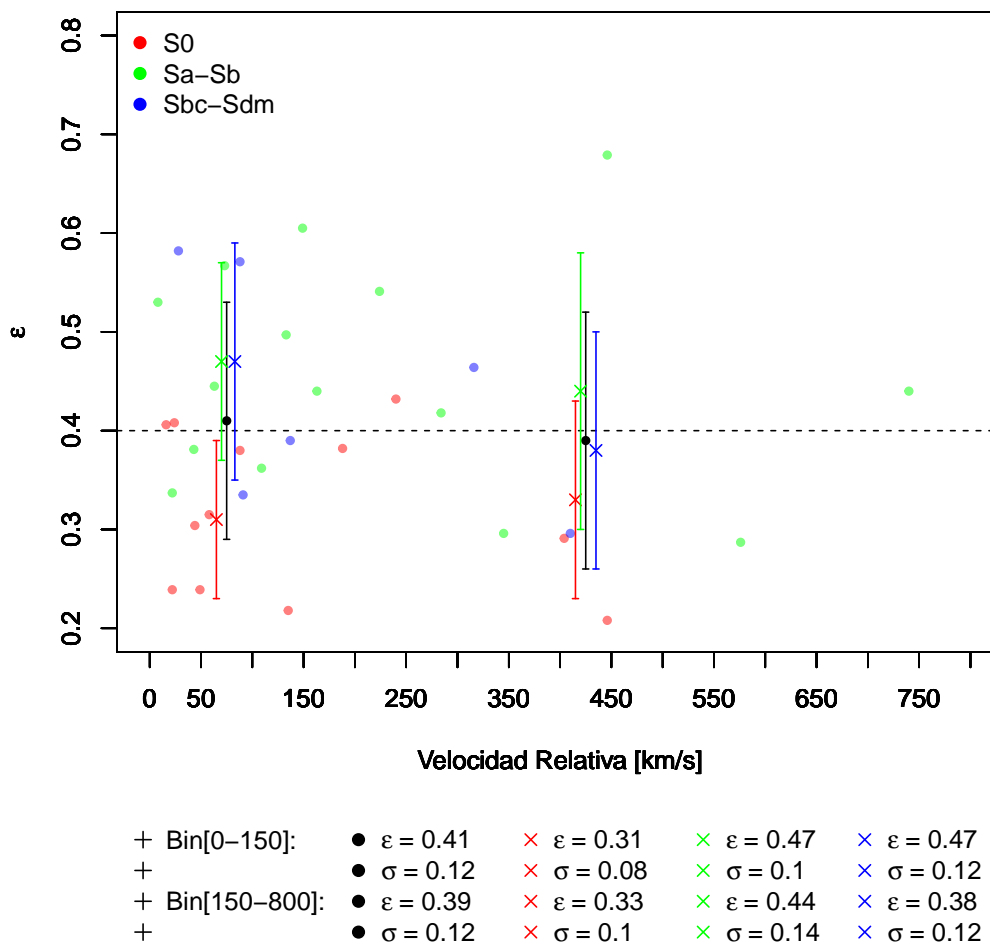


FIGURA 5.13. Distribución de la Elipticidad de las barras como función de la velocidad relativa entre las componentes cada par. En color rojo se muestran las galaxias lenticulares (S0), en verde las galaxias espirales tempranas y en azul las galaxias espirales tardías. Además se grafica los promedios de la elipticidad ( $\epsilon$ ) de cada tipo morfológico en dos intervalos, de 0 a 150 km/s y de 150 a 800 km/s. La línea punteada indica la separación entre barras fuertes y barras débiles.

rales tardías tienen un promedio de  $\bar{\epsilon} = 0.47 \pm 0.12$  (× azul). De acuerdo a estos valores promedio las galaxias lenticulares parecería que tienen elipticidades menores comparadas con las espirales tanto tempranas como tardías, sin embargo, esta tendencia no es del todo clara ya que si consideramos las barras de error, el valor del promedio de elipticidad para las lenticulares marginalmente estaría dentro de las barras de error de los promedios de las galaxias espirales, sin embargo, podría ser que en este caso exista una diferencia aunque sea mínima en los valores de los promedios de elipticidad de las galaxias lenticulares y espirales de todos los tipos. Para asegurarnos de esto realizamos las tres pruebas estadísticas que hicimos para el caso de la separación proyectada para verificar si las diferencias mostradas en la figura 5.13 son significativas o no estadísticamente. Lo primero que hicimos fue separar las dos componentes de los pares mixtos, es decir, las galaxias lenticulares (componente temprana) por un lado y las galaxias espirales de todos los tipos

(componente tardía) y comparar con estas pruebas estadísticas si los promedios obtenidos son o no estadísticamente diferentes.

Primero realizamos la prueba F-Test para saber si las varianzas de los promedios de la elipticidad de galaxias lenticulares y galaxias espirales son iguales o hay alguna diferencia entre ellas. De esta prueba obtuvimos un valor de la probabilidad de  $p = 0.46$  que nos indica que las varianzas de estos dos grupos son estadísticamente parecidas. Luego realizamos la prueba T-Test para ver si los promedios de elipticidad de ambos grupos son iguales o no. En este caso obtuvimos un valor de la probabilidad de  $p = 0.002$  que esta dentro de los valores de la significancia estadística para estos test, es decir, en este caso esta prueba nos esta diciendo que los promedios de la elipticidad para las galaxias lenticulares y las galaxias espirales podrían ser estadísticamente diferentes. Para asegurarnos de que esta diferencia sea real hicimos una última prueba, un Kolmogorov-Smirnov (KS-Test) para saber si las probabilidades acumuladas son estadísticamente iguales o diferentes. En este caso obtuvimos un valor de la probabilidad de  $p = 0.05$ , es decir, esta prueba también logra ver alguna diferencia entre los promedios de las elipticidades de las componentes tempranas (S0) y las componentes tardías (S). Esto está de acuerdo a lo visto con las barras de error y podríamos considerar en este caso que las diferencias mostradas en la figura 5.13 son reales por lo que en el intervalo de velocidades relativas de 0 a 150  $km/s$  las galaxias lenticulares tienden a tener barras con elipticidades menores que las galaxias espirales tanto tempranas como tardías.

Los resultados de estos test se resumen en la tabla 5.9. Lo mismo hicimos para la componente tardía de los pares mixtos (galaxias espirales), ya que nos interesa saber si hay alguna diferencia entre el valor promedio de la elipticidad entre galaxias espirales tempranas y galaxias espirales tardías. En este caso realizamos los mismos test en el mismo intervalo de velocidades relativas, es decir, de 0 a 150  $km/s$  en donde obtuvimos para el F-Test un valor de la probabilidad de  $p = 0.55$ , que nos dice que no hay diferencia en las varianzas de ambos grupos de galaxias espirales. Después realizamos un T-Test en donde obtuvimos un valor de la probabilidad de  $p = 0.95$ , es decir, que tampoco logra ver una diferencia en los promedios de la elipticidad para ambos grupos de galaxias espirales. Por último el KS-Test nos da un valor de la probabilidad de  $p = 0.84$ , es decir, que tampoco en las probabilidades acumuladas existe una diferencia estadísticamente significativa. Entonces en el caso de la componente tardía de los pares mixtos no existe diferencia alguna entre los valores promedio de elipticidad. En la tabla 5.10 resumimos los resultados de las pruebas estadísticas aplicados a los promedios de elipticidad de las galaxias espirales tempranas y tardías.

Lo mismo intentamos buscar en el bin de 150 a 800  $km/s$  en donde podemos ver que la mayoría de las galaxias están ubicadas por debajo de 450  $km/s$  en velocidad relativa. En este intervalo se ve de nuevo que la mayoría de las galaxias lenticulares están por debajo de un valor de la elipticidad de  $\epsilon = 0.4$ . En el caso de las espirales tempranas podemos ver que estas siguen ubicadas preferencialmente por encima del valor en elipticidad de  $\epsilon = 0.4$  conservando la misma tendencia que en el bin anterior. Cuando graficamos en este intervalo los promedios de elipticidades por cada tipo morfológico encontramos que las galaxias lenticulares presentan un promedio de elipticidad de  $\bar{\epsilon} = 0.33 \pm 0.1$  ( $\times$  roja), para las espirales tempranas encontramos un promedio de la elipticidad de  $\bar{\epsilon} = 0.44 \pm 0.14$  ( $\times$  verde) y para las espirales tardías encontramos que el valor promedio de la elipticidad es  $\bar{\epsilon} = 0.38 \pm 0.12$  ( $\times$  azul). Nuevamente como en el bin de 0 a 150  $km/s$  vemos que el valor promedio de elipticidad tiende a ser más grande en la componente tardía de los pares mixtos (S) que en la componente temprana (S0). Sin embargo de acuerdo a las barras de

error de estos valores promedio no podemos asegurar que estas diferencias sean ciertas. Para asegurarnos de esto nuevamente realizamos las mismas pruebas estadísticas que en el bin anterior. Primero comparamos los promedios de elipticidad de las galaxias lenticulares contra el promedio de galaxias espirales de todos los tipos morfológicos en el bin de 150 a 800  $km/s$ .

De la prueba F-Test obtuvimos un valor de la probabilidad de  $p = 0.73$  lo que nos dice que las varianzas para estos dos grupos son parecidas. Como las varianzas son parecidas podemos usar una prueba T-Test en la que obtuvimos un valor de la probabilidad de  $p = 0.19$  lo cual nos dice que tampoco hay diferencia entre los promedios de elipticidad de estos dos grupos. Por último realizamos la prueba KS-Test en donde obtuvimos un valor de la probabilidad de  $p = 0.36$  lo cual nos dice que en realidad los promedios de elipticidad para las lenticulares y espirales de todos los tipos no tienen una diferencia estadísticamente significativa lo cual está de acuerdo con lo visto anteriormente con las barras de error. En la tabla 5.9 resumimos los resultados de las pruebas estadísticas aplicadas para comparar los promedios de las elipticidades de la componente temprana de los pares mixtos (S0) y la componente tardía (S). Sin embargo, como en el bin de 0 a 150  $km/s$  también nos interesa saber si existe alguna diferencia entre los promedios de las espirales tempranas y las espirales tardías en el bin de separaciones proyectadas de 150 a 800  $km/s$ , las cuales de acuerdo a las barras de error no son significativas. Aplicando los mismos test obtenemos para la prueba F-Test un valor de la probabilidad  $p = 0.84$  lo cual nos dice que las varianzas de estos dos grupos son iguales, por lo que podemos ahora usar una prueba T-Test en la que el valor de la probabilidad obtenido es  $p = 0.58$  lo que nos indica que en este caso no hay diferencia entre los promedios de las elipticidades de las espirales tempranas y espirales tardías y por último usamos una prueba KS-Test en la cual el valor de la probabilidad es  $p = 0.99$  lo cual nos dice que la probabilidad acumulada tampoco es diferente. En este caso los test estadísticos confirman lo visto anteriormente con las barras de error, es decir, que no podemos asegurar que las diferencias vistas en los promedios de las elipticidades de la componente tardía de los pares mixtos (espirales tempranas o tardías) en la figura sean significativas. Los resultados de estas pruebas estadísticas los resumimos en la tabla 5.10.

#### 5.4.2.2. Longitud vs $\Delta V$

En la figura 5.14 mostramos la distribución de la longitud de las barras como función de la velocidad relativa de cada par. También dividimos por tipos morfológicos y graficamos el valor promedio para cada componente. Al igual que para la elipticidad elegimos dos bins de 0 a 150  $km/s$  y de 150 a 800  $km/s$ . Para el intervalo de velocidades relativas de 0 a 150  $kpc$  podemos ver que las longitudes de las barras están agrupadas en su mayoría en un rango de poco más de 1  $kpc$  hasta 4  $kpc$  para todos los tipos morfológicos. Cuando graficamos los promedios de las longitudes obtenemos para las galaxias lenticulares un promedio de  $\bar{L} = 2.3 \pm 0.7 kpc$  ( $\times$  roja), las galaxias espirales tempranas tienen un promedio de  $\bar{L} = 3.4 \pm 2.4 kpc$  ( $\times$  verde) y las galaxias espirales tardías un promedio de  $\bar{L} = 2.9 \pm 2.7 kpc$  ( $\times$  azul). El promedio de longitud de todas las galaxias en el bin de 0 a 150  $km/s$  es  $\bar{L} = 2.9 \pm 1.9 kpc$  (punto negro). Para el bin de 150 a 800  $km/s$  vemos que la longitud de las barras abarca un rango más amplio de valores que va desde poco más de 1  $kpc$  hasta aproximadamente 7  $kpc$ . En este intervalo obtenemos promedios de longitudes para las galaxias lenticulares de  $\bar{L} = 2.9 \pm 1.7 kpc$  ( $\times$  roja), para las espirales tempranas el promedio de la longitud es  $\bar{L} = 3.3 \pm 2.1 kpc$  ( $\times$  verde) y para las espirales tardías el



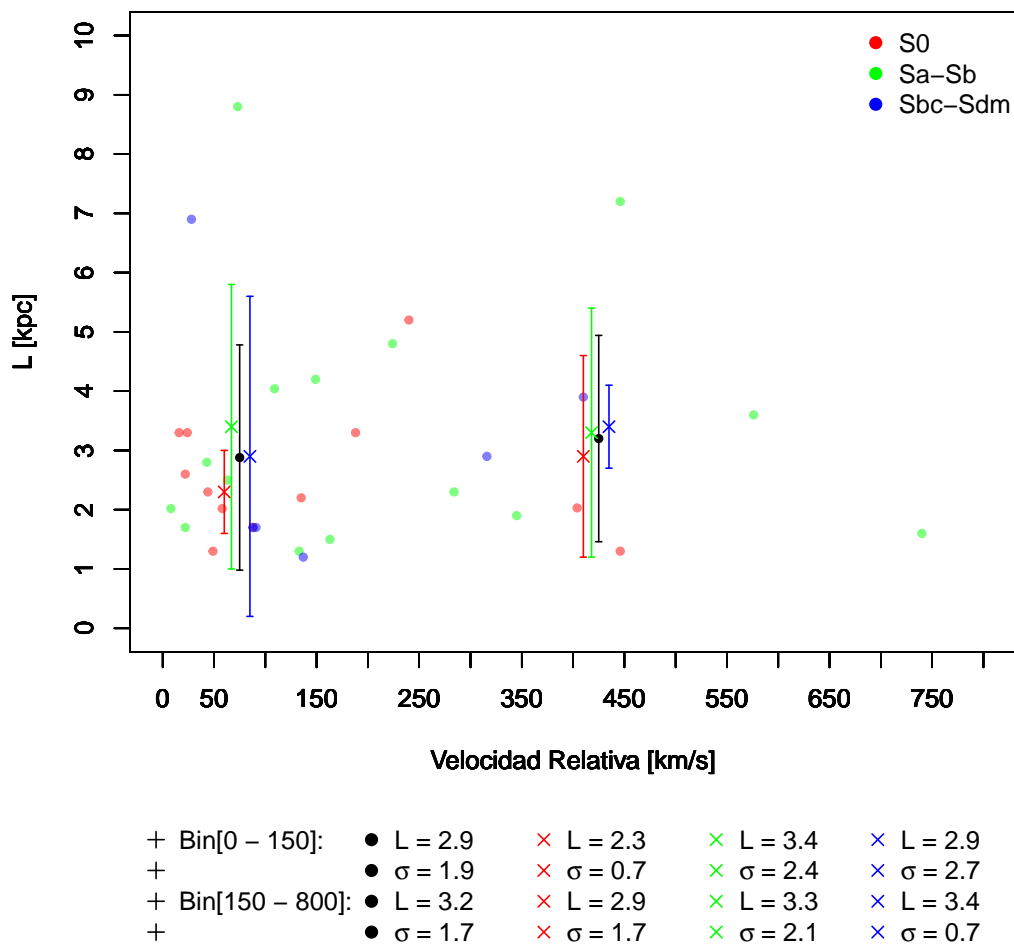


FIGURA 5.14. Distribución de la Longitud de las barras como función de la velocidad relativa. En color rojo se muestran las galaxias lenticulares (S0), en verde las galaxias espirales tempranas y en azul las galaxias espirales tardías. Además se grafica los promedios de la longitud ( $L$ ) de cada tipo morfológico en dos intervalos, de 0 a 150 km/s y de 150 a 800 km/s.

promedio de la longitud es  $\bar{L} = 3.4 \pm 0.7 \text{ kpc}$  ( $\times$  azul). Considerando todas las galaxias de todos los tipos morfológicos que hay en el bin el promedio de la longitud es  $\bar{L} = 3.2 \pm 1.7 \text{ kpc}$  (punto negro).

Aquí simplemente mostramos como es el comportamiento de la longitud a diferentes velocidades relativas ya que no podemos hacer un estudio similar al que hicimos en la figura 5.13 porque cada longitud esta determinada a partir de la distancia a la que está cada galaxia. Sin embargo, para quitarnos el efecto de la distancia a la que esta cada galaxia normalizamos la longitud por el radio de escala de la galaxia ( $L/r_{esc}$ ) y por el radio óptico  $R_{25}$  que son cantidades físicas que están relacionadas con el tamaño de la galaxia misma, como lo hicimos para el caso de la separación proyectada.

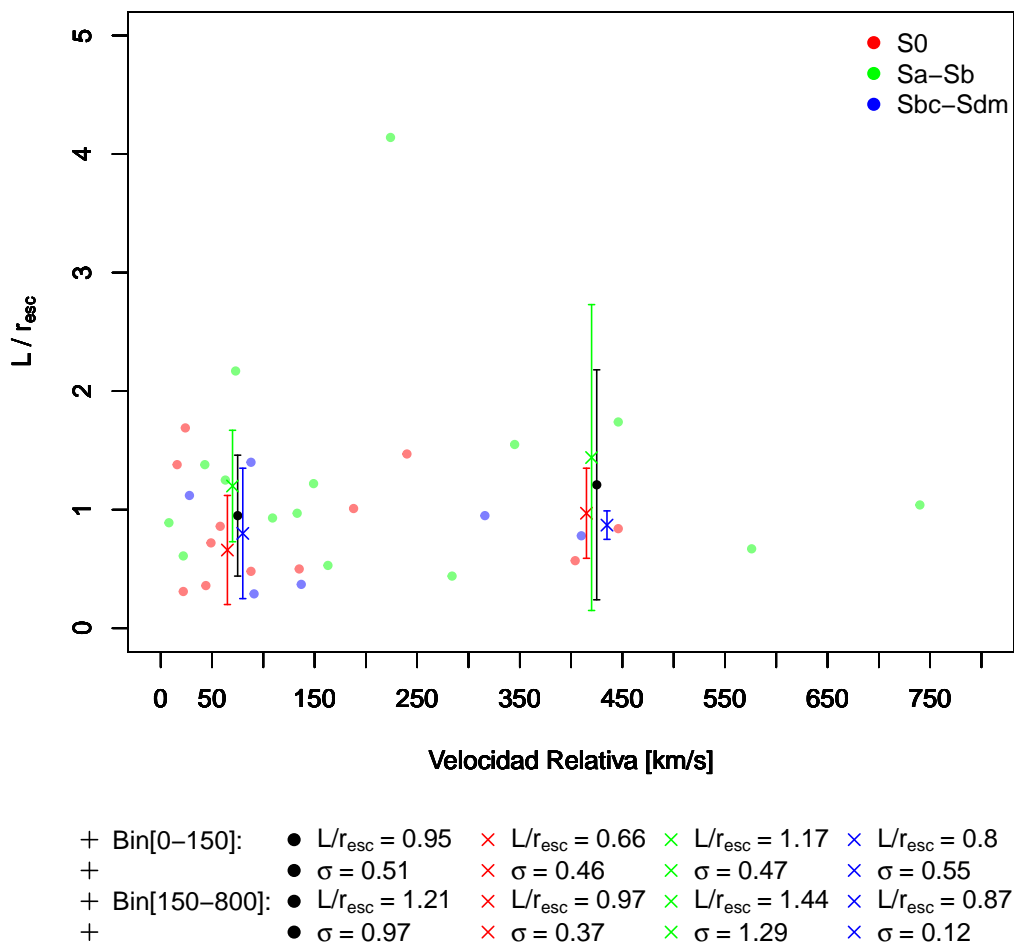


FIGURA 5.15. Distribución de la Longitud de las barras normalizada por el radio de escala de las galaxias como función de la Velocidad Relativa. En color rojo se muestran las galaxias lenticulares (S0), en verde las galaxias espirales tempranas y en azul las galaxias espirales tardías. Además se grafica los promedios de la longitud normalizada por el radio de escala de la galaxia ( $L/r_{esc}$ ) de cada tipo morfológico en dos intervalos, de 0 a 150 km/s y de 150 a 800 km/s.

#### 5.4.2.3. $L/r_{esc}$ vs $\Delta V$

En la figura 5.15 se muestra la distribución de las longitudes normalizadas por el radio de escala de la galaxia en función de la velocidad relativa. Al igual que para las graficas de elipticidad y longitud anteriores elegimos los mismos bins en velocidad relativa para hacer el estudio. Para el bin de 0 a 150 km/s vemos que las longitudes de las barras están entre 0.5 y 1.5 radios de escala y se mantiene más o menos a cualquier separación entre 0 y 800 km/s. Cuando graficamos los promedios de la longitud normalizada para cada tipo morfológico en el intervalo de velocidades relativas de 0 a 150 km/s obtenemos para las galaxias lenticulares un valor promedio de  $L/r_{esc} = 0.66 \pm 0.46$  (× roja), para las galaxias espirales tempranas encontramos que el promedio es  $L/r_{esc} = 1.17 \pm 0.47$  (× verde) y para el caso de las espirales tardías obtenemos un valor promedio de  $L/r_{esc} = 0.8 \pm 0.55$

( $\times$  azul). El promedio de la longitud normalizada de todas las galaxias en el bin de 0 a 150  $km/s$  es  $L/r_{esc} = 0.95 \pm 0.51$  (punto negro). Como vemos los promedios parecerían indicar que las galaxias lenticulares tienden a tener longitudes de sus barras normalizadas por el radio de escala menores que las galaxias espirales (tempranas y tardías), sin embargo, si consideramos las barras de error podemos ver que la diferencia entre estos valores promedios no es muy significativa ya que caen dentro de las barras de error aunque de manera marginal. Para asegurarnos de esto nuevamente realizamos las mismas pruebas estadísticas que hicimos para el caso de la elipticidad.

Primero comparamos los promedios de la longitud normalizada por el radio de escala de la componente temprana de los pares mixtos (galaxias lenticulares) contra el valor promedio de la longitud normalizada por el radio de escala de la componente tardía (galaxias espirales). De la prueba F-Test obtenemos un valor de la probabilidad de  $p = 0.83$  que nos dice que las varianzas para estos dos promedios de longitudes normalizadas son parecidas. Entonces podemos ahora hacer una prueba T-Test en la que obtenemos un valor de  $p = 0.09$ , es decir, que al comparar los promedios de las dos componentes de los pares esta prueba dice que tampoco logra ver alguna diferencia que sea estadísticamente significativa entre ellos. Por último realizamos una prueba KS-Test en donde el valor de la probabilidad es  $p = 0.03$ , es decir, la prueba Kolmogorov-Smirnov nos dice que las probabilidades acumuladas en las componentes temprana y tardía de los pares si presentan una diferencia. En este caso las barras de error nos decían que aunque las diferencias entre los promedios de las longitudes normalizadas por el radio de escala caían dentro de las brarras de error, estas son marginales, es decir, que podría existir alguna posibilidad de que estos promedios fueran distintos. Con los test estadísticos también se logra ver esto ya que aunque el valor de la probabilidad para el T-Test está fuera del rango de significancia ya nos mostraba algo marginalmente y esto se confirmó con la prueba KS-Test en donde las diferencias estadísticas son más claras. Entonces en este caso podemos decir que en el intervalo de 0 a 150  $km/s$  existe una tendencia a encontrar valores promedios de la longitud normalizada por el radio de escala mayores en galaxias espirales que en las lenticulares. Un resumen de los resultados obtenidos de las pruebas aplicadas a los promedios de las componentes tempranas y tardías de los pares mixtos se muestra en la tabla 5.9.

También nos interesa saber si existe alguna diferencia entre los promedios de las espirales tempranas y las espirales tardías en el bin de velocidades relativas de 0 a 150  $km/s$ . De acuerdo a las barras de error las diferencias entre estos promedios no son significativas. Aplicando los mismos test obtenemos para la prueba F-Test un valor de la probabilidad  $p = 0.66$  lo cual nos dice que las varianzas de estos dos grupos son iguales, por lo que podemos ahora usar una prueba T-Test en la que el valor de la probabilidad obtenido es  $p = 0.24$  lo que nos indica que en este caso no hay diferencia entre los promedios de las longitudes normalizadas por el radio de escala de las espirales tempranas y espirales tardías y por último usamos una prueba KS-Test en la cual el valor de la probabilidad es  $p = 0.51$  lo cual nos dice que la probabilidad acumulada tampoco es diferente. En este caso los test estadísticos confirman lo visto anteriormente con las barras de error, es decir, que no podemos asegurar que las diferencias vistas en los promedios de las longitudes normalizadas de cada componente de los pares mixtos (tempranas o tardías) en la figura sean significativas. Los resultados de estas pruebas estadísticas los resumimos en la tabla 5.10.

Lo mismo hicimos en el intervalo de 150 a 800  $km/s$  en donde los promedios que obtuvimos de la longitud normalizada por el radio de escala fueron para las galaxias lenticulares  $L/r_{esc} = 0.97 \pm 0.37$  ( $\times$  roja), para las galaxias espirales tempranas un promedio de

$L/r_{esc} = 1.44 \pm 1.29$  ( $\times$  verde) y para las galaxias espirales tardías un promedio de  $L/r_{esc} = 0.87 \pm 0.12$  ( $\times$  azul). El promedio de la longitud normalizada por el radio de escala de todas las galaxias contenidas en el bin de 150 a 800 *kpc* es  $L/r_{esc} = 1.21 \pm 0.97$  (punto negro). Como vemos en la figura 5.15 las galaxias lenticulares tienden a tener un valor promedio de la longitud de sus barras normalizada por el radio de escala menor que las galaxias espirales tempranas pero mayor que el de las espirales tardías. Cuando revisamos las barras de error podemos ver que las diferencias entre estos promedios están dentro de las barras de error. Para asegurarnos realizamos las pruebas estadísticas mencionadas anteriormente. Primero comparamos los promedios de las longitudes normalizadas por el radio de escala de las componentes tempranas (galaxias lenticulares) con el promedio de las longitudes normalizadas por el radio de escala de las componentes tardías (galaxias espirales). De la prueba F-Test obtuvimos un valor de la probabilidad de  $p = 0.09$  lo que nos dice que las varianzas son parecidas por lo que podemos usar la prueba T-Test, en donde obtuvimos un valor de la probabilidad de  $p = 0.58$ , es decir, lo que nos dice este test es que el promedio de la longitud normalizada por el radio de escala de las galaxias lenticulares como el de las galaxias espirales no son estadísticamente diferentes.

Por último de la prueba KS-Test encontramos que la probabilidad es  $p = 0.81$ , es decir, que tampoco se encuentra diferencia en las probabilidades acumuladas para estas dos componentes de los pares mixtos. En la tabla 5.9 resumimos los resultados de estas pruebas estadísticas aplicadas a los promedios de las longitudes normalizadas por el radio de escala del disco de las galaxias lenticulares y galaxias espirales de todos los tipos. Cuando realizamos estas mismas pruebas solamente a la componente tardía de los pares mixtos, es decir, solamente a las galaxias espirales divididas en espirales tempranas y espirales tardías encontramos que el valor de la probabilidad cuando aplicamos la prueba F-Test es  $p = 0.14$ , es decir, que no hay diferencia en las varianzas de los promedios de las espirales tempranas y tardías. Cuando hacemos la prueba T-Test obtenemos un valor de la probabilidad de  $p = 0.56$  lo que nos dice que los promedios de las longitudes normalizadas por el radio de escala del disco para las galaxias espirales tempranas y tardías no son estadísticamente diferentes y cuando aplicamos la prueba KS-Test lo que encontramos es que el valor de la probabilidad para este test es  $p = 0.51$ , es decir, que las probabilidades acumuladas para estas dos grupos tampoco son estadísticamente diferentes. En la tabla 5.10 resumimos los resultados aplicados a los promedios de las longitudes normalizadas por el radio de escala para las galaxias espirales tempranas y tardías.

#### 5.4.2.4. $L/R_{25}$ vs $\Delta V$

En la figura 5.16 mostramos la distribución de la longitud normalizada por el radio  $R_{25}$  en función de la velocidad relativa entre las galaxias de cada par. Para ser consistentes con las graficas anteriores de los parámetros estructurales de la barra en función de la velocidad relativa consideramos los mismos intervalos de velocidades relativas, es decir, de 0 a 150 *km/s* y de 150 a 800 *km/s*. En la figura podemos ver que el grueso de las galaxias tienen longitudes normalizadas por el radio óptico con valores que van desde aproximadamente 0.15 a 0.35, es decir, que las barras en este intervalo de velocidades radiales no rebasan el 35% del tamaño de las galaxias que las contienen sin importar a que velocidad relativa estén las galaxias. Cuando graficamos los promedios de las longitudes normalizadas por el radio óptico para cada tipo morfológico obtenemos que para las lenticulares el valor promedio es  $L/R_{25} = 0.25 \pm 0.09$  ( $\times$  rojo), para las galaxias espirales tempranas el promedio es  $L/R_{25} = 0.31 \pm 0.15$  ( $\times$  verde) y para las espirales tardías el

promedio es  $L/R_{25} = 0.2 \pm 0.14$  ( $\times$  azul). El promedio de la longitud normalizada por el radio óptico de todas las galaxias contenidas en el intervalo de 0 a 150  $km/s$  en velocidad relativa es  $L/R_{25} = 0.26 \pm 0.13$  (punto negro). En este caso vemos que cuando hacemos esta normalización parecería ahora que las galaxias espirales tardías en promedio tienen longitudes normalizadas por el radio óptico menores incluso que las galaxias lenticulares, sin embargo, las barras de error nos indican que estas diferencias no son significativas.

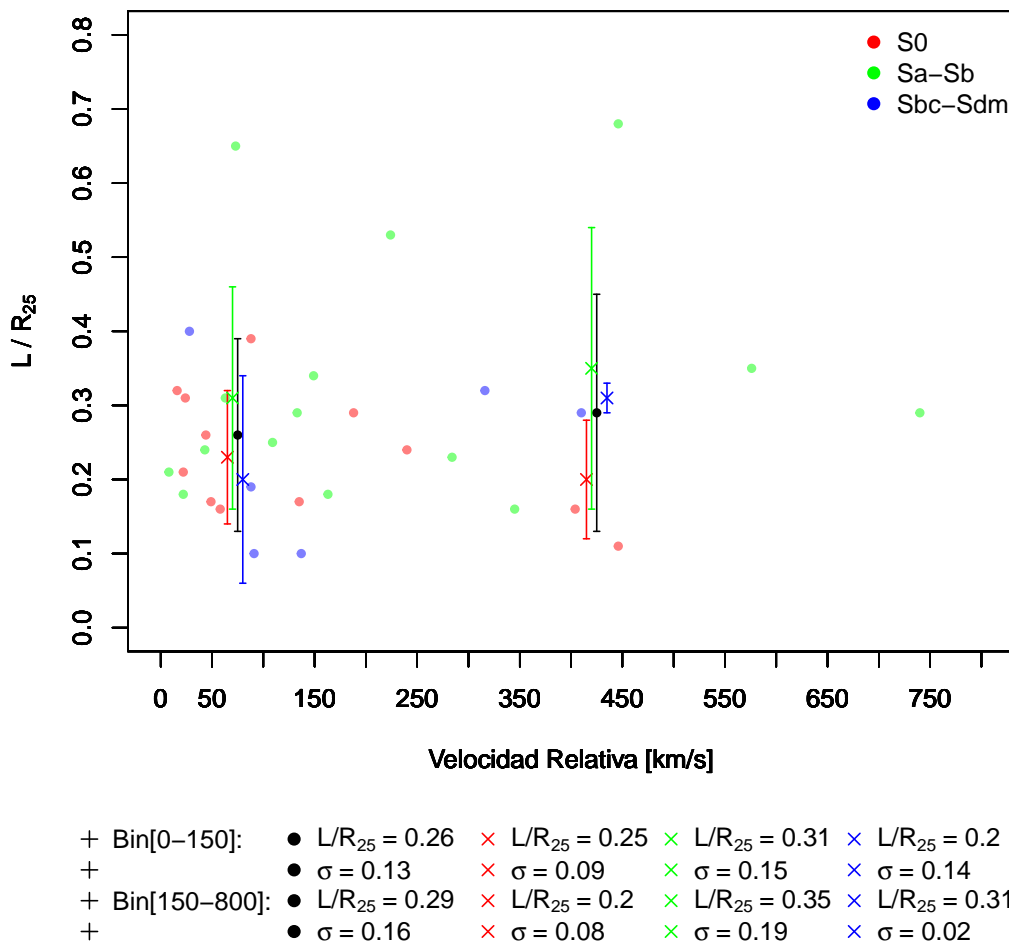


FIGURA 5.16. Distribución de la Longitud de las barras normalizada por el radio óptico  $R_{25}$  de las galaxias como función de la Velocidad Relativa. En color rojo se muestran las galaxias lenticulares (S0), en verde las galaxias espirales tempranas y en azul las galaxias espirales tardías. Además se grafica los promedios de la longitud normalizada por el radio de escala de la galaxia ( $L/R_{25}$ ) de cada tipo morfológico en dos intervalos, de 0 a 150  $km/s$  y de 150 a 800  $km/s$ .

Para asegurarnos de esto nuevamente realizamos las pruebas estadísticas como lo hicimos en las figuras anteriores. Primero comparamos los promedios de la longitud normalizada por el radio óptico de la componente temprana de los pares mixtos (galaxias lenticulares) contra el valor promedio de la longitud normalizada por el radio óptico de la componente tardía (galaxias espirales). De la prueba F-Test obtenemos un valor de la probabilidad de  $p = 0.15$  que nos dice que las varianzas para estos dos promedios de longitudes nor-

malizadas son parecidos. Entonces podemos ahora hacer una prueba T-Test en la que obtenemos un valor de  $p = 0.7$ , es decir, que al comparar los promedios de la longitud normalizada por el radio óptico de las dos componentes de los pares esta prueba dice que no logra ver alguna diferencia estadísticamente significativa entre ellos. Por último realizamos una prueba KS-Test en donde el valor de la probabilidad es  $p = 0.98$ , es decir, la prueba Kolmogorov-Smirnov nos dice que las probabilidades acumuladas en las componentes de los pares no son diferentes. Esto confirma lo visto con las barras de error de los promedios de ambas componentes. Un resumen de los resultados obtenidos de las pruebas aplicadas a los promedios de las componentes tempranas (S0) y tardías (S) de los pares mixtos se muestra en la tabla 5.9.

Por otro lado también nos interesa saber si existe alguna diferencia entre los promedios de las longitudes normalizadas por el radio óptico de las espirales tempranas y las espirales tardías en el bin de velocidades relativas de 0 a 150  $km/s$ . Si nos fijamos en las barras de error las diferencias entre estos promedios caen dentro de las barras de error. Aplicando los mismos test obtenemos para la prueba F-Test un valor de la probabilidad  $p = 0.96$  lo cual nos dice que las varianzas de estos dos grupos son iguales, por lo que podemos ahora usar una prueba T-Test en la que el valor de la probabilidad obtenido es  $p = 0.24$  lo que nos indica que en este caso no hay diferencia entre los promedios de las longitudes normalizadas por el radio óptico de las espirales tempranas y espirales tardías y por último usamos una prueba KS-Test en la cual el valor de la probabilidad es  $p = 0.25$  lo cual nos dice que la probabilidad acumulada tampoco es diferente. En este caso los test estadísticos confirman lo visto anteriormente con las barras de error, es decir, que no podemos asegurar que las diferencias vistas en los promedios de las longitudes normalizadas de cada componente de los pares mixtos (tempranas o tardías) en la figura sean significativas. Los resultados de estas pruebas estadísticas los resumimos en la tabla 5.10.

En el intervalo de 150 a 800  $km/s$  la longitud normalizada por el radio óptico parece mantenerse con los mismos valores que en el intervalo de 0 a 150  $km/s$ , es decir, que las longitudes en este intervalo en general tampoco rebasan el 35% del tamaño de las galaxias que las contienen. En este mismo intervalo los promedios que obtuvimos de la longitud normalizada por el radio óptico fueron para las galaxias lenticulares  $L/R_{25} = 0.2 \pm 0.08$  ( $\times$  roja), para las galaxias espirales tempranas un promedio de  $L/R_{25} = 0.35 \pm 0.19$  ( $\times$  verde) y para las galaxias espirales tardías un promedio de  $L/R_{25} = 0.31 \pm 0.02$  ( $\times$  azul). El promedio de la longitud normalizada por el radio óptico de todas las galaxias contenidas en el bin de 150 a 800  $km/s$  es  $L/R_{25} = 0.29 \pm 0.16$  (punto negro). Como vemos nuevamente las galaxias lenticulares tienden a tener un valor promedio de la longitud de sus barras normalizada por el radio de óptico menor que las galaxias espirales tempranas y espirales tardías, sin embargo, nuevamente viendo las barras de error esto no resulta ser significativo. Para asegurarnos realizamos las pruebas estadísticas mencionadas anteriormente. Primero comparamos los promedios de las longitudes normalizadas por el radio óptico de las componentes tempranas (galaxias lenticulares) con el promedio de las longitudes normalizadas por el radio de escala de las componentes tardías. De la prueba F-Test obtuvimos un valor de la probabilidad de  $p = 0.25$  lo que nos dice que no hay diferencia en las varianzas de los promedios de la longitud normalizada por el radio óptico de las componentes temprana y tardía de los pares mixtos. De la prueba T-Test obtenemos un valor de la probabilidad de  $p = 0.16$ , es decir, que el promedio de la longitud normalizada por el radio óptico de las galaxias lenticulares como el de las galaxias espirales no son estadísticamente diferentes.

Por último de la prueba KS-Test encontramos que la probabilidad es  $p = 0.64$ , es decir, que tampoco se encuentra diferencia en las probabilidades acumuladas para estas dos componentes de los pares mixtos. En la tabla 5.9 resumimos los resultados de estas pruebas estadísticas aplicadas a los promedios de las longitudes normalizadas por el radio óptico de las galaxias lenticulares y galaxias espirales de todos los tipos. Cuando realizamos estas mismas pruebas solamente a la componente tardía de los pares mixtos, es decir, solamente a las galaxias espirales divididas en espirales tempranas y espirales tardías encontramos que el valor de la probabilidad cuando aplicamos la prueba F-Test es  $p = 0.17$ , lo que nos estaría diciendo que las varianzas de los promedios de las espirales tempranas y tardías son parecidas. Cuando hacemos la prueba T-Test obtenemos un valor de la probabilidad de  $p = 0.79$ , es decir, que los promedios de las longitudes normalizadas por el radio de escala del disco para las galaxias espirales tempranas y tardías no son estadísticamente diferentes y cuando aplicamos la prueba KS-Test lo que encontramos es que el valor de la probabilidad para este test es  $p = 0.94$  lo que nos dice que las probabilidades acumuladas para estas dos grupos son estadísticamente diferentes. En la tabla 5.10 resumimos los resultados aplicados a los promedios de las longitudes normalizadas por el radio óptico para las galaxias espirales tempranas y tardías. En este caso también confirmamos lo visto anteriormente con las barras de error y apesar de que en la figura vemos alguna diferencia en los promedios de cada tipo morfológico estas no son estadísticamente significativas.

TABLA 5.9. Pruebas estadísticas para las propiedades de la barra como función de la velocidad relativa para galaxias Lenticulares y Espirales de todos tipos Morfológicos.

Parametro	Bin [ $km/s$ ]	F-Test [ $p$ ]	T-Test [ $p$ ]	K-S Test [ $p$ ]
Elipticidad	[0 - 150]	0.46	0.002	0.05
Elipticidad	[150 - 800]	0.73	0.19	0.36
$L/r_{esc}$	[0 - 150]	0.83	0.09	0.03
$L/r_{esc}$	[150 - 800]	0.09	0.58	0.81
$L/R_{25}$	[0 - 150]	0.15	0.7	0.98
$L/R_{25}$	[150 - 800]	0.25	0.16	0.64

TABLA 5.10. Pruebas estadísticas para las propiedades de la barra como función de la velocidad relativa para galaxias espirales tempranas y espirales tardías.

Parametro	Bin [ $km/s$ ]	F-Test [ $p$ ]	T-Test [ $p$ ]	K-S Test [ $p$ ]
Elipticidad	[0 - 150]	0.55	0.95	0.84
Elipticidad	[150 - 800]	0.84	0.58	0.99
$L/r_{esc}$	[0 - 150]	0.66	0.24	0.51
$L/r_{esc}$	[150 - 800]	0.14	0.56	0.55
$L/R_{25}$	[0 - 150]	0.96	0.24	0.25
$L/R_{25}$	[150 - 800]	0.17	0.79	0.94

## 5.5. Fracción de Barras

Además de estudiar los parámetros estructurales de las barras como función de los parámetros de interacción también nos interesa saber como se comporta la fracción de barras como función de la separación proyectada y la velocidad relativa.

### 5.5.1. Separación proyectada vs Fracción de Barras

En la figura 5.17 mostramos como se comporta la fracción de barras como función de la separación proyectada. Para ser consistentes con los análisis anteriores consideramos los dos mismos intervalos de separaciones proyectadas, es decir, de 0 a 30 *kpc* y de 30 a 300 *kpc* para hacer el estudio. En este caso lo que hicimos fue tomar todas las galaxias de disco que nos quedaron después de quitar todas aquellas con inclinaciones mayores a  $65^\circ$  y las separamos en estos dos intervalos de separaciones proyectadas tratando de tener el mismo número de galaxias. Para el bin de 0 a 30 *kpc* tenemos un total de 55 galaxias de disco de las cuales 18 son galaxias barradas. Para calcular la fracción de barras en este intervalo de separaciones proyectadas usamos la ecuación 5.1. El resultado es que la fracción de barras en el intervalo de separaciones proyectadas de 0 a 30 *kpc* es  $f_b = 33\% \pm 6\%$  (18/55), este resultado se muestra en color negro en la figura 5.17. Cuando hacemos la división por tipos morfológicos tenemos que en el intervalo de 0 a 30 *kpc* el número de galaxias lenticulares es 24 de las cuales 6 de ellas tienen barra, entonces en este caso la fracción de barras es  $f_b = 25\% \pm 9\%$  (6/24) la cual está marcada con color rojo, para el caso de galaxias espirales tempranas encontramos un total de 21 galaxias de las cuales 10 de ellas son galaxias espirales tempranas barradas y su fracción de barras es  $f_b = 48\% \pm 11\%$  (10/21) la cual está marcada con color verde y para galaxias espirales tardías encontramos un total de 10 galaxias de las cuales solamente dos tienen barra y su fracción es  $f_b = 20\% \pm 13\%$  (2/10), que marcamos con color azul. En la figura 5.17 se puede ver que hay una tendencia de las galaxias espirales tempranas a tener más barras en el intervalo de separaciones de 0 a 30 *kpc* comparado con los otros tipos morfológicos y que al observar las barras de error podemos confirmar que esta diferencia es real.

Cuando nos vamos a separaciones mayores, es decir, en el bin de 30 a 300 *kpc* encontramos un total de 58 galaxias que es un número comparable al que encontramos en el bin de 0 a 30 *kpc* y de las cuales 15 galaxias tienen barra. Con esto encontramos que la fracción total de barras en el intervalo de separaciones proyectadas de 30 a 300 *kpc* es  $f_b = 26\% \pm 6\%$  (15/58), la cual marcamos también con color negro en la figura 5.17. Cuando separamos por tipos morfológicos encontramos un total de 26 galaxias lenticulares de las cuales 6 de ellas son barradas y cuya fracción es  $f_b = 23\% \pm 8\%$  (6/26) y que marcamos con color rojo en la figura 5.17. En cuanto a las galaxias espirales tempranas encontramos un total de 13 galaxias de las cuales 5 de ellas son galaxias barradas y cuya fracción es  $f_b = 38\% \pm 13\%$  (5/13) marcada con color verde en la figura 5.17. De espirales tardías encontramos un total de 19 galaxias de las cuales 4 de ellas son barradas con una fracción de  $f_b = 21\% \pm 9\%$  (4/19) que marcamos con color azul. Como se ve en la figura parecería que las galaxias espirales tempranas tienen una fracción de barras mas alta que las galaxias espirales tardías y galaxias lenticulares, sin embargo, si revisamos las barras de error podemos ver que esto no es cierto ya que hay una region de traslape entre ellas, además de que en este caso las galaxias espirales tempranas son las que se encuentran en menor número en el intervalo de separaciones proeyactadas de 30 a 300 *kpc*, lo cual podría estar afectando el resultado.



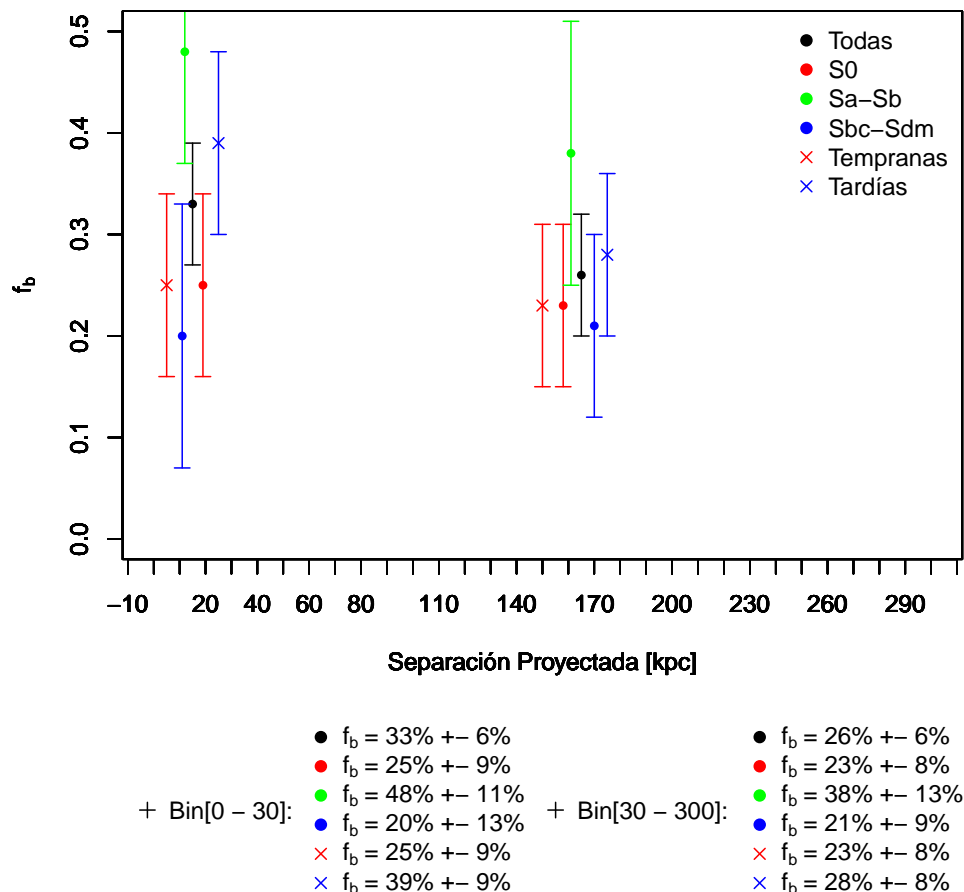


FIGURA 5.17. Fracción de barras como función de la separación proyectada en dos bins: de 0 a 30 kpc y de 30 a 300 kpc. En color rojo se muestra la fracción de barras de las galaxias lenticulares, en color verde se muestra la fracción de barras de las espirales tempranas y en color azul se muestra la fracción de barras de las espirales tardías. En color negro se muestra la fracción de barras total en cada bin.

Si analizamos los resultados de la fracción de barras total de cada bin parecería que hay una tendencia a encontrar menor número de galaxias con barra conforme la separación proyectada aumenta de acuerdo a los puntos negros graficados en la figura 5.17, sin embargo, cuando revisamos las barras de error, las diferencias no son significativas y más bien parecería que la fracción de barras tiende a mantenerse, es decir, que parecería que a cualquier separación proyectada la fracción de barras permanece constante. Cuando hacemos esto mismo para cada tipo morfológico encontramos que para las galaxias lenticulares (puntos rojos) las diferencias entre ellos se encuentran dentro de las barras de error y prácticamente se mantiene la misma fracción de barras tanto a separaciones pequeñas como a separaciones grandes. En el caso de las espirales tempranas (puntos verdes) también parecería haber menos barras a separaciones grandes pero las diferencias encontradas no son significativas ya que están dentro de las barras de error. Para el caso de las espirales tardías (puntos azules) podemos ver que los valores obtenidos para la fracción de barras es prácticamente el mismo en ambos intervalos de separaciones proyectadas y viendo las

barras de error no queda duda que también para este tipo de galaxias la fracción de barras se mantiene a cualquier separación proyectada.

Sin embargo, cuando dividimos por tipos morfológicos tenemos el problema de que el número de galaxias por tipo morfológico no es del todo comparable, lo cual podría estar afectando a la fracción de barras encontrada. Para tratar de disminuir un poco este efecto calculamos la fracción de barras dividiendo solamente en tipos tempranos y tardíos, es decir, calculamos la fracción de barras solamente de la componente temprana (galaxias lenticulares) por un lado y la componente tardía (galaxias espirales) de los pares mixtos por otro, en cada intervalo de separaciones proyectadas. En el intervalo de separaciones proyectadas de 0 a 30 *kpc* tenemos un total de 24 galaxias tempranas (puras galaxias S0) de las cuales 6 de ellas tienen barra cuya fracción es  $f_b = 25\% \pm 9\%$  (6/24) la cual identificamos en la figura 5.17 con una “x” roja. Por otro lado tenemos un total de 31 galaxias tardías (espirales tanto tempranas como tardías) de las cuales 12 de ellas tienen barras cuya fracción es  $f_b = 39\% \pm 9\%$  (12/31) la cual identificamos en la figura 5.17 con una “x” azul. Como vemos en este caso el número de galaxias tempranas es comparable ya con el número de galaxias tardías dentro de este bin. Si comparamos estas fracciones vemos que a separaciones proyectadas de 0 a 30 *kpc* las galaxias espirales, es decir, la componente tardía de los pares mixtos parecería que tienden a tener más barras que la componente temprana (galaxias S0) pero revisando las barras de error podemos ver que hay una región de traslape entre ellas por lo que la tendencia no real.

Para el intervalo de separaciones proyectadas de 30 a 300 *kpc* hacemos lo mismo. En este caso tenemos un total de 26 galaxias tempranas (galaxias S0) de las cuales 6 de ellas tienen barra y su fracción es  $f_b = 23\% \pm 8\%$  (6/26) las cuales también identificamos con una “x” roja en la figura 5.17. Por otro lado tenemos un total de 32 galaxias tardías (espirales tanto tempranas como tardías) de las cuales 9 de ellas tienen barras cuya fracción es  $f_b = 28\% \pm 8\%$  (9/32) la cual identificamos en la figura 5.17 con una “x” azul. Como vemos en la figura parecería que la componente tardía de los pares mixtos, es decir, las galaxias espirales de todos los tipos morfológicos tienen más barras que su compañera temprana (galaxias lenticulares), sin embargo nuevamente estas diferencias dejan de ser significativas cuando revisamos las barras de error de las fracciones de barras, en donde lo que tenemos en realidad es que también a separaciones proyectadas entre 30 y 300 *kpc* la fracción de barras se mantiene más o menos constante independientemente del tipo morfológico, la misma tendencia que vimos en el bin de 0 a 30 *kpc*.

Por otro lado si analizamos al mismo tiempo las fracciones obtenidas en cada intervalo de separaciones podemos ver que para la componente temprana la fracción de barras prácticamente se mantiene igual tanto a separaciones proyectadas pequeñas como a separaciones proyectadas grandes, es decir, parecería que no hay ningún efecto con la separación proyectada, que es lo que ya habíamos visto cuando separamos por tipos morfológicos. Por su parte la componente tardía parecería tener una disminución de barras a separaciones grandes pero nuevamente las barras de error nos confirman que esta tendencia no es real. En la tabla 5.11 resumimos todos los resultados de las fracciones de barras obtenidos como función de la separación antes mencionados.

TABLA 5.11. Fracción de barras como función de la separación proyectada.

Componente	Bin [ <i>kpc</i> ]	TM	No. galaxias	NB	B/AB	$f_{bar}$
Todas	[0 - 30]	S0-Sdm	55	37	18	33% ± 6%
Todas	[30 - 300]	S0-Sdm	58	43	15	26% ± 6%
Lenticulares	[0 - 30]	S0	24	18	6	25% ± 9%
Lenticulares	[30 - 300]	S0	26	20	6	23% ± 8%
Espiral Temprana	[0 - 30]	Sa-Sb	21	11	10	48% ± 11%
Espiral Temprana	[30 - 300]	Sa-Sb	13	8	5	38% ± 13%
Espiral Tardía	[0 - 30]	Sbc-Sdm	10	8	2	20% ± 13%
Espiral Tardía	[30 - 300]	Sbc-Sdm	19	15	4	21% ± 9%
Temprana	[0 - 30]	S0	24	18	6	25% ± 9%
Temprana	[30 - 300]	S0	26	20	6	23% ± 8%
Tardía	[0 - 30]	Sa-Sdm	31	19	12	39% ± 9%
Tardía	[30 - 300]	Sa-Sdm	32	23	9	28% ± 8%

### 5.5.2. Velocidad Relativa vs Fracción de Barras

En la figura 5.18 mostramos como se comporta la fracción de barras como función de la velocidad relativa. Nuevamente consideramos dos intervalos de velocidades relativas de 0 a 150 *km/s* y de 150 a 800 *km/s* para hacer el estudio. Para el bin de 0 a 150 *km/s* tenemos un total de 59 galaxias de disco de las cuales 20 son galaxias barradas. Para calcular la fracción de barras en este intervalo de velocidades relativas usamos también la ecuación 5.1. El resultado es que la fracción de barras en el intervalo de velocidades relativas de 0 a 150 *km/s* es  $f_b = 34\% \pm 6\%$  (20/59), este resultado se muestra en color negro en la figura 5.18. Cuando hacemos la división por tipos morfológicos tenemos que en el intervalo de 0 a 150 *km/s* el número de galaxias lenticulares es 26 de las cuales 8 de ellas tienen barra, entonces en este caso la fracción de barras es  $f_b = 31\% \pm 9\%$  (8/26) la cual está marcada con el punto de color rojo, para el caso de galaxias espirales tempranas encontramos un total de 18 galaxias de las cuales 8 de ellas son galaxias espirales tempranas barradas y su fracción de barras es  $f_b = 44\% \pm 12\%$  (8/18) la cual está marcada con el punto de color verde y para galaxias espirales tardías encontramos un total de 15 galaxias de las cuales solamente 4 tienen barra y su fracción es  $f_b = 26\% \pm 11\%$  (4/15), que marcamos con el punto de color azul. En la figura 5.18 también se puede ver que hay una tendencia de las galaxias espirales tempranas a tener más barras en el intervalo de velocidades relativas de 0 a 150 *km/s* comparado con las galaxias lenticulares y espirales tardías en el mismo intervalo de velocidades relativas pero que al observar las barras de error podemos confirmar que esta diferencia no es significativa ya que hay una región de traslape entre ellas. Cuando comparamos las fracciones de barra de las galaxias lenticulares y las galaxias espirales tardías parecería también haber una tendencia a encontrar más barras en galaxias lenticulares que en galaxias espirales tardías, sin embargo, cuando revisamos las barras de error encontramos que hay una región de traslape en los errores, que aunque marginal nos estaría indicando que en realidad podría no haber diferencia en la fracción de barras.

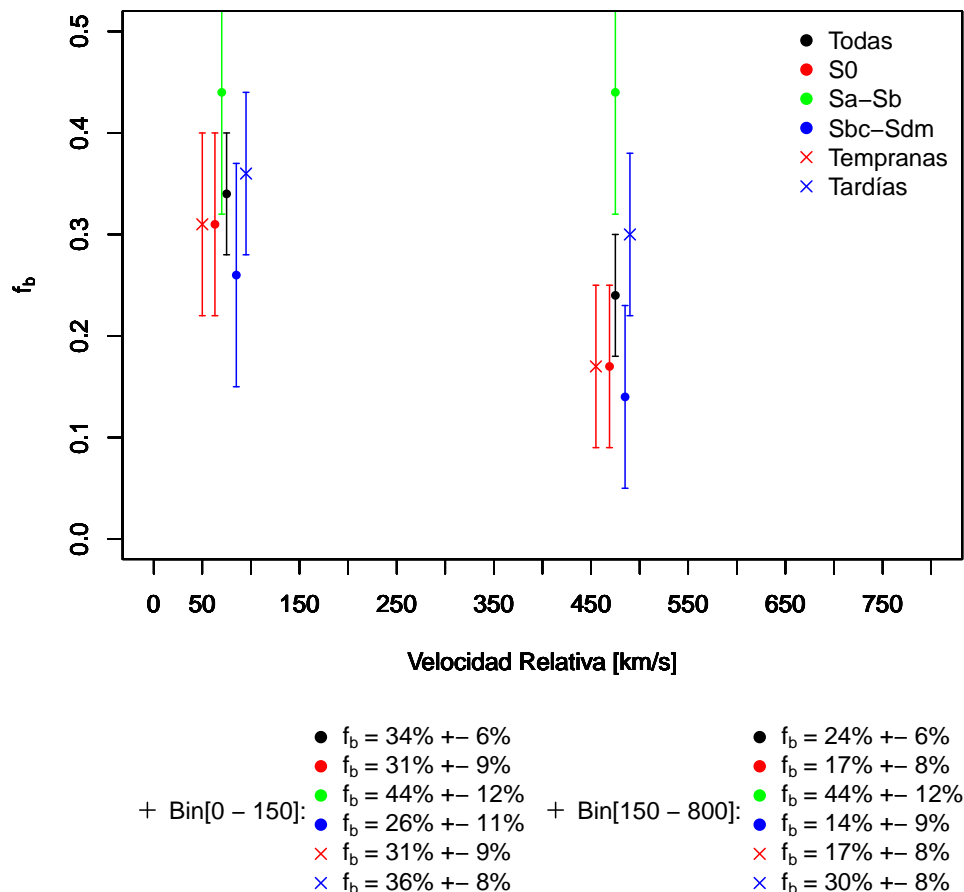


FIGURA 5.18. Fracción de barras como función de la velocidad relativa en dos bins: de 0 a 150 km/s y de 150 a 800 km/s. En color rojo se muestra la fracción de barras de las galaxias lenticulares, en color verde se muestra la fracción de barras de las espirales tempranas y en color azul se muestra la fracción de barras de las espirales tardías. En color negro se muestra la fracción de barras total en cada bin.

Cuando nos vamos a velocidades relativas mayores, es decir, en el bin de 150 a 800 km/s encontramos un total de 54 galaxias que es un número comparable al que encontramos en el bin de 0 a 150 km/s y de las cuales 13 galaxias tienen barra. Con esto encontramos que la fracción total de barras en el intervalo de velocidades relativas de 150 a 800 km/s es  $f_b = 24\% \pm 6\%$  (13/54), la cual marcamos también con un punto de color negro en la figura 5.18. Cuando separamos por tipos morfológicos encontramos un total de 24 galaxias lenticulares de las cuales 4 de ellas son barradas y cuya fracción es  $f_b = 17\% \pm 8\%$  (4/24) y que marcamos con un punto de color rojo en la figura 5.17. En cuanto a las galaxias espirales tempranas encontramos un total de 16 galaxias de las cuales 7 de ellas son galaxias barradas y cuya fracción es  $f_b = 44\% \pm 12\%$  (7/16) marcada con un punto de color verde en la figura 5.18. De espirales tardías encontramos un total de 14 galaxias de las cuales 2 de ellas son barradas con una fracción de  $f_b = 14\% \pm 9\%$  (2/14) que marcamos con un punto de color azul. Como se ve en la figura las galaxias espirales tempranas tienen una fracción de barras más alta que las galaxias espirales tardías y galaxias lenticulares pero

además cuando vemos las barras de error encontramos que esta diferencia si es significativa, es decir, que las galaxias espirales tempranas tienden a tener más barras. Sin embargo, cuando comparamos la fracción de barras de lenticulares y galaxias espirales tardías las barras de error nos dicen que no tienen una diferencia significativa entre ellas.

Si analizamos los resultados de la fracción de barras total de cada bin parecería que hay una tendencia a encontrar menor número de galaxias con barra conforme la velocidad relativa aumenta de acuerdo a los puntos negros graficados en la figura 5.18, sin embargo, cuando revisamos las barras de error, las diferencias no son significativas y más bien parecería que la fracción de barras tiende a mantenerse, es decir, que parecería que a cualquier valor de la velocidad relativa la fracción de barras permanece más o menos constante. Cuando hacemos esto mismo para cada tipo morfológico encontramos que para las galaxias lenticulares (puntos rojos) las diferencias entre ellos son muy significativas ya que las barras de error nos indican que hay una región de traslape entre ellos, es decir, tampoco parece haber un efecto con la velocidad relativa para las galaxias S0. En el caso de las espirales tempranas la fracción de barras es prácticamente la misma en ambos intervalos de velocidades relativas, es decir, que tampoco parecería haber ningún efecto con la velocidad relativa para este tipo morfológico. Para el caso de las espirales tardías (puntos azules) podemos ver que los valores obtenidos para la fracción de barras también son muy parecidos en ambos intervalos de velocidades relativas y viendo las barras de error no queda duda que también para este tipo de galaxias la fracción de barras tampoco sufre algún efecto con la velocidad relativa.

Sin embargo, cuando dividimos por tipos morfológicos tenemos el mismo problema que en el caso de la separación proyectada de que el número de galaxias por tipo morfológico en algunos casos no es comparable, lo cual podría estar afectando a la fracción de barras encontrada. Para tratar de disminuir un poco este efecto calculamos la fracción de barras dividiendo solamente en tipos tempranos y tardíos, es decir, calculamos la fracción de barras solamente de la componente temprana (galaxias lenticulares) por un lado y la componente tardía (galaxias espirales) de los pares mixtos por otro, en cada intervalo de velocidades relativas. En el intervalo de velocidades relativas de 0 a 150  $km/s$  tenemos un total de 26 galaxias tempranas (puras galaxias S0) de las cuales 8 de ellas tienen barra cuya fracción es  $f_b = 31\% \pm 9\%$  (8/26) la cual identificamos en la figura 5.18 con una “x” roja. Por otro lado tenemos un total de 33 galaxias tardías (espirales tanto tempranas como tardías) de las cuales 12 de ellas tienen barra cuya fracción es  $f_b = 36\% \pm 8\%$  (12/33) la cual identificamos en la figura 5.18 con una “x” azul. Como vemos en este caso el número de galaxias tempranas es comparable con el número de galaxias tardías dentro de este bin. Si comparamos estas fracciones vemos que a velocidades relativas de 0 a 150  $km/s$  las galaxias espirales, es decir, la componente tardía de los pares mixtos parecería que tienden a tener más barras que la componente temprana (galaxias S0) pero cuando revisamos las barras de error estas nos dicen que las diferencias en este caso no son significativas ya que hay una región de traslape entre ellas. Por tanto vemos que a velocidades relativas entre 0 y 150  $km/s$  la fracción de barras parece mantenerse ya que no hay diferencia en la fracción de barras entre la componente temprana y tardía de los pares mixtos.

Para el intervalo de velocidades relativas de 150 a 800  $km/s$  hacemos lo mismo. En este caso tenemos un total de 24 galaxias tempranas (galaxias S0) de las cuales 4 de ellas tienen barra y su fracción es  $f_b = 17\% \pm 8\%$  (4/24) las cuales también identificamos con una “x” roja en la figura 5.18. Por otro lado tenemos un total de 30 galaxias tardías (espirales tanto tempranas como tardías) de las cuales 9 de ellas tienen barras cuya fracción es  $f_b = 30\% \pm 8\%$  (9/30) la cual identificamos en la figura 5.18 con una “x” azul. Como

vemos en la figura parecería que la componente tardía de los pares mixtos, es decir, las galaxias espirales de todos los tipos morfológicos tienen más barras que su compañera temprana (galaxias lenticulares), y cuando revisamos estas diferencias con las barras de error vemos que en este caso tampoco son significativas, es decir, que en el intervalo de velocidades relativas de  $150 \text{ km/s}$  a  $800 \text{ km/s}$  encontramos que tanto la componente temprana como la componente tardía tienen una fracción de barras parecida.

TABLA 5.12. Fracción de barras como función de la velocidad relativa.

Componente	Bin [ $\text{km/s}$ ]	TM	No. galaxias	NB	B/AB	$f_{bar}$
Todas	[0 - 150]	S0-Sdm	59	39	20	$34\% \pm 6\%$
Todas	[150 - 800]	S0-Sdm	54	41	13	$24\% \pm 6\%$
Lenticulares	[0 - 150]	S0	26	18	8	$31\% \pm 9\%$
Lenticulares	[150 - 800]	S0	24	20	4	$17\% \pm 8\%$
Espiral Temprana	[0 - 150]	Sa-Sb	18	10	8	$44\% \pm 12\%$
Espiral Temprana	[150 - 800]	Sa-Sb	16	9	7	$44\% \pm 12\%$
Espiral Tardía	[0 - 150]	Sbc-Sdm	15	11	4	$26\% \pm 11\%$
Espiral Tardía	[150 - 800]	Sbc-Sdm	14	12	2	$14\% \pm 9\%$
Temprana	[0 - 150]	S0	26	18	8	$31\% \pm 9\%$
Temprana	[150 - 800]	S0	24	20	4	$17\% \pm 8\%$
Tardía	[0 - 150]	Sa-Sdm	33	21	12	$36\% \pm 8\%$
Tardía	[150 - 800]	Sa-Sdm	30	21	9	$30\% \pm 8\%$

Por otro lado si analizamos al mismo tiempo las fracciones obtenidas en cada intervalo de velocidades relativas podemos ver que para la componente temprana la fracción de barras parecería crecer cuando la velocidad relativa es menor, es decir, que conforme la velocidad relativa entre las componentes de los pares mixtos aumenta la fracción de barras disminuye, sin embargo, esta tendencia no es real ya que las barras de error tienen una pequeña región de traslape indicando que la fracción de barras se mantiene constante a cualquier intervalo de velocidades relativas. Por su parte para la componente tardía vemos que aquí las diferencias entre la fracción de barras a velocidades relativas pequeñas es prácticamente la misma que la fracción de barras a velocidades relativas grandes de acuerdo a las barras de error, es decir, que para la componente tardía la fracción de barras se mantiene más o menos constante sin importar a que velocidad relativa estén las componentes del par. En la tabla 5.12 resumimos todos los resultados de las fracciones de barras obtenidos como función de la velocidad relativa antes mencionados.

### 5.5.3. Separación proyectada y Velocidad relativa

Por otro lado como los parámetros ambientales separación proyectada y velocidad relativa están relacionados intentamos buscar si existe algún efecto de tomar como condición los dos parámetros al mismo tiempo sobre la fracción de barras. Lo que hicimos fue tomar nuevamente todas las galaxias de disco y separar todas aquellas que tienen separaciones proyectadas menores a  $100 \text{ kpc}$  y al mismo tiempo que tuvieran velocidades relativas

menores a  $200 \text{ km/s}$  en un grupo y en otro el resto de las galaxias que no cumplen con estos requisitos. Con esto buscamos separar los pares con componentes más cercanas y tratar de ver si existe algún efecto debido a la interacción. Además esta elección de valores en los parámetros nos permitió tener un número comparable en ambos grupos. En la figura 5.19 mostramos como se distribuyen las componentes de cada par en función de la separación proyectada y la velocidad relativa. Como se puede ver en la figura tenemos un rango bastante amplio tanto en separaciones proyectadas como en velocidades relativas y por ejemplo podemos encontrar pares mixtos en los que sus componentes tienen separaciones proyectadas pequeñas pero velocidades relativas muy altas o viceversa separaciones proyectadas grandes y velocidades relativas pequeñas. Por esta razón elegimos una submuestra en la que queremos que las galaxias no tengan separaciones muy grandes y que además estas mismas tengan velocidades relativas pequeñas para tratar de ver si la interacción gravitacional está jugando o no un papel importante en la fracción de barras.

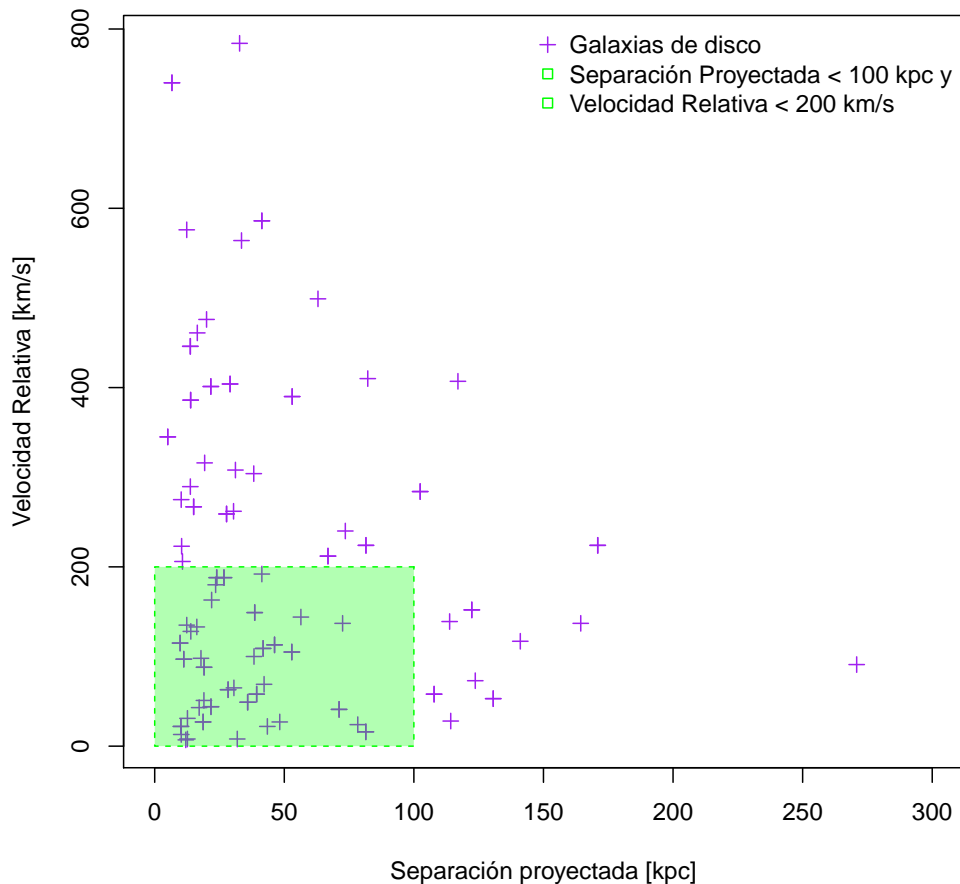


FIGURA 5.19. Distribución de velocidades radiales y separaciones proyectadas de todas las galaxias de disco. En el rectángulo verde se encuentran todas las galaxias de disco con separaciones proyectadas menores a  $100 \text{ kpc}$  y velocidades relativas menores a  $200 \text{ km/s}$ . Las galaxias que están fuera del rectángulo tienen separaciones proyectadas mayores que  $100 \text{ kpc}$  y velocidades relativas mayores que  $200 \text{ km/s}$ .

En la figura 5.19 encerramos con un rectángulo verde todas aquellas galaxias con separaciones proyectadas menores a  $100 \text{ kpc}$  y cuya velocidad relativa es menor a  $200 \text{ km/s}$ . Con esto conseguimos tener un total de 57 galaxias de disco de todos los tipos morfológicos de las cuales 14 de ellas tienen barra con lo que obtuvimos una fracción de barras de  $f_b = 25\% \pm 6\%$  (14/57). Por otro lado todas las demás galaxias que no cumplen con las condiciones antes establecidas las juntamos en otro grupo y calculamos la fracción de barras. Aquí tenemos un total de 56 galaxias (que es comparable con las obtenidas con las condiciones anteriores) de las cuales 19 galaxias tienen barra y cuya fracción es  $f_b = 34\% \pm 6\%$  (19/56). Como se puede ver los pares cuyas componentes tienen separaciones grandes y velocidades relativas altas, es decir, pares en donde la interacción no es tan fuerte tienen un número apenas mayor de a cuerdo a las barras de error que aquellos pares en donde sus componentes están interactuando más fuertemente, es decir, aquí podríamos estar viendo que la interacción si esta jugando un papel importante en la creación o destrucción de las barras en este tipo de ambientes.

A este respecto, en un artículo de investigación reciente, [Skibba et al. (2012)] presentaron un análisis sobre la dependencia ambiental de las barras y los bulbos en galaxias de disco, utilizando un catálogo limitado en volumen de 15 810 galaxias con  $z < 0.06$  obtenido del Sloan Digital Sky Survey con información morfológica estimada visualmente en el proyecto Galaxy Zoo 2 ([Masters et al. (2011)]).

En este trabajo utilizan métodos estadísticos como la función de correlación de 2 puntos proyectada para demostrar que existe una correlación estadísticamente significativa de las galaxias barradas con el ambiente a escalas de separaciones proyectadas entre  $150 \text{ kpc}/h$  y  $3 \text{ Mpc}/h$ , lo que significa que las galaxias con barra tienden a residir en ambientes más densos en promedio. Esta correlación ambiental es especialmente fuerte a escalas con separaciones proyectadas  $r_p < 2 \text{ Mpc}/h$ .

Algunos estudios argumentan que las galaxias barradas y no barradas se localizan en ambientes similares o bien, no se encuentra evidencia contundente de que las galaxias barradas se aglomeran más fuertemente a escalas pequeñas ([Marinova et al. (2009)]; [Li et al. 2009]; [Barazza et al. (2009)]; [Martínez & Muriel (2011)]; [Wilman & Erwin 2012]). Sin embargo [Skibba et al. (2012)] encuentran esta correlación ambiental para las barras con niveles estadísticamente significativos. Su función de correlación de 2 puntos dependiente de la fracción de barras muestra un incremento en intensidad conforme la separación espacial disminuye. También notan que esta correlación se rompe a separaciones del orden de  $r_p \sim 100 \text{ kpc}/h$ , sugiriendo que cualquiera que sean las condiciones para tener barras a mayores escalas, estas condiciones se rompen en pares cercanos de galaxias.

Los pares de galaxias cercanos tienen cierta probabilidad de experimentar fusiones y en ese caso las barras pueden debilitarse o destruirse aunque en el proceso quizás se puedan formar barras posteriormente ([Romano-Díaz et al. 2008]). Más recientemente Nair & Ellison (en preparación) encuentran que la fracción de barras en galaxias de disco decrece conforme la separación de los pares decrece, consistente con [Skibba et al. (2012)].

La probabilidad de que una galaxia sea barrada también esta correlacionada con su masa estelar y su color ([Nair & Abraham (2010a)]), así que es importante tener en cuenta que en la correlación ambiental de las barras arriba mencionada, puede estar detrás la dependencia tanto con la masa estelar como con el color. [Skibba et al. (2012)] encuentran que la dependencia con el color puede explicar hasta un  $60 \pm 10\%$  de la dependencia ambiental de las barras, mientras que la masa estelar contribuye con  $15 \pm 5\%$  a  $25 \pm 10\%$



(aunque enfatizan que los errores asociados en la estimación de la masa pudieran estar enmascarando esta estimación), sugiriendo que la dependencia ambiental con el color explica una buena fracción (pero no toda) de la dependencia de las barras con el ambiente. Sin embargo [Lee et al. (2012)] afirman que cualquier dependencia de las barras con el ambiente desaparece una vez que se fija el color o la dispersión de velocidades. También recientemente [Martínez & Muriel (2011)] encontraron que la fracción de barras no depende significativamente de la masa o luminosidad del grupo en que residen o aún de la distancia a su vecino más cercano.

[Skibba et al. (2012)] encuentran que la dependencia ambiental de las barras tiene un pico en la función de correlación a escalas de separación proyectada  $r_p \sim 400 \text{ kpc}/h$ , lo que sugiere que muchas galaxias con barra son galaxias centrales o satélites en grupos y cúmulos. Entonces, algún aspecto del ambiente en los grupos estimula la formación de las barras, a pesar de que las barras se cree que se forman por procesos internos seculares (por ejemplo, [Kormendy & Kennicutt 2004]). Estos procesos seculares podrían estar siendo estimulados externamente. Por ejemplo hay simulaciones cosmológicas que predicen que las interacciones de marea con subestructuras de materia oscura, comunes en esos ambientes, podrían inducir la formación de las barras y su crecimiento ([Romano-Díaz et al. 2008]; [Kazantzidis et al. 2008]).

Los resultados de [Skibba et al. (2012)] sugieren que la dicotomía entre procesos seculares internos y procesos ambientales externos quizás no es tan estricta como se había pensado antes. Es posible que algunos cambios estructurales en las galaxias de disco puedan ser estimulados o influenciados por el ambiente de estas galaxias. Por ejemplo [Kormendy & Bender (2012)] recientemente encontraron que el “harassment”, el efecto acumulado de los encuentros con galaxias satélites y otras galaxias centrales, puede influenciar la evolución secular. El efecto de “estrangulación”, también parece remover el combustible disponible para procesos futuros de formación estelar ([Larson et al. 1980]), y podrían contribuir a estimular barras más estables ([Berentzen et al. 2007]; Masters et al., en preparación).

[Skibba et al. (2012)] encuentran que la correlación ambiental con las barras se rompe para los pares de galaxias cercanos entre sí, sugiriendo que la probabilidad de que las galaxias sean barradas se borra si las galaxias se encuentran en estado de fusión. Sin embargo ellos mismos enfatizan que este comportamiento a separaciones pequeñas ( $r_p < 100 \text{ kpc}/h$ ) tiene incertidumbres muy grandes y podría estar siendo afectado por el efecto de la colisión entre fibras del SDSS así que tendría que ser visto con precaución. Sin embargo, llama la atención que en esta tesis encontramos una tendencia similar de una fracción de barras menor en las galaxias con separaciones y velocidades relativas más pequeñas.

## 5.6. La Fracción de Barras Como Función del Medio Ambiente

[Marinova et al. (2009)] exploran las propiedades de discos barrados en ambientes densos usando el Space Telescope A901/2 Galaxy Evolution Survey (STAGES; [Gray et al. 2009]) que consiste de aproximadamente 800 galaxias brillantes en el sistema de cúmulos Abell901/902 que están a un corrimiento al rojo de  $\sim 0.165$  con imágenes del HST ACS. Para identificar y caracterizar las barras usaron el método de ajuste de elipses y una clasificación visual. Además hicieron una selección de galaxias tomando en cuenta cortes en color y en el índice de Sérsic ( $n \leq 2.5$ ). Sin embargo, la fracción óptica que encontraron

con cualquier método de selección es  $\sim 30\%_{-3\%}^{+10\%}$ . También exploran la fracción de barras como función de las propiedades de las galaxias tales como la prominencia del bulbo y la magnitud absoluta  $M_V$ . Lo que hicieron fue clasificar visualmente galaxias de disco con bulbos prominentes (bulbo + disco) y galaxias sin bulbo (puro disco). Encuentran que la fracción de barras aumenta en galaxias más brillantes y en aquellas que parece que no tienen componente de bulbo. En el intervalo de magnitudes  $-18 \geq M_V > -19$  la fracción de barras para galaxias con bulbos prominentes (bulbo + disco) es  $13\% \pm 4\%$  y para las galaxias con componente sólo de disco la fracción es  $39\% \pm 8\%$ . En el intervalo de magnitudes  $-19 \geq M_V > -20$  la fracción de barras para galaxias con bulbos prominentes (bulbo + disco) es  $19\% \pm 4\%$  y para las galaxias con componente sólo de disco la fracción es  $59\% \pm 9\%$ . En el intervalo de magnitudes  $-20 \geq M_V > -21$  la fracción de barras para galaxias con bulbos prominentes (bulbo + disco) es  $40\% \pm 6\%$  y para las galaxias con componente sólo de disco la fracción es  $63\% \pm 17\%$ . Y para el intervalo de magnitudes  $-21 \geq M_V > -22$  la fracción de barras para galaxias con bulbos prominentes (bulbo + disco) es  $63\% \pm 8\%$  y en este caso no hay galaxias con componente sólo de disco.

[Barazza et al. (2009)] presentan un estudio de barras a gran escala en el campo y en cúmulos a corrimientos al rojo de  $\sim 0.8$  usando una muestra de 945 galaxias de disco moderadamente inclinadas del proyecto *EDisCS*. El ESO Distant Cluster Survey es un estudio de 26 sistemas de galaxias confirmados espectroscópicamente desde grupos ricos a cúmulos masivos distribuidos entre corrimientos al rojo de 0.39 y 0.96 ([Halliday et al. 2004, Milvang-Jensen et al. 2008]). Para todos los sistemas usan tres bandas ópticas, la fotometría profunda del VLT, imágenes profundas en el cercano infrarrojo del NTT/SOFI, y espectroscopía óptica del VLT/FORS2 ([White et al. 2005]). Además utilizaron imágenes del HST/ACS en el filtro F814W para 10 campos conteniendo la mayoría de los cúmulos distantes estudiados por *EDisCS*. Hicieron una clasificación visual de las galaxias y también las clasificaron haciendo un análisis cuantitativo de sus parámetros estructurales ([Desai et al. 2007, Simard et al. 2009]). La clasificación visual fue completada para todas las galaxias más brillantes que  $23\ mag$  en las imágenes del VLT en la banda *I* y consideraron galaxias con tipos de Hubble S0-Sm/Im, es decir, solamente galaxias de disco y para  $\sim 90\%$  de la muestra ajustaron un Sérsic en las imágenes en la banda *I* del HST/ACS para obtener el radio efectivo de las galaxias. Para caracterizar y detectar barras utilizaron el método de ajuste de elipses para todas aquellas galaxias con inclinaciones menores a  $60^\circ$ , en donde encontraron que el límite de detectabilidad para sus imágenes es para barras con tamaños  $\geq 2\ kpc$ .

De las 945 galaxias encontraron un total de 238 galaxias barradas con lo cual obtuvieron una fracción de barras  $f_{bar} = 25\%$ . Este resultado es significativamente más bajo comparado con estudios de galaxias en el universo local ([Marinova & Jogee (2007), Barazza et al. (2008), Aguerri et al. (2009)]) pero esta en un buen acuerdo con estudios a corrimientos al rojo intermedios ([Elmegreen et al. 2004, Sheth et al. 2008]). Cuando consideran solamente barras fuertes ( $\epsilon > 0.4$ ) la fracción de barras es  $f_{bar} = 20\%$ . Para la muestra de cúmulos espectroscópicamente confirmados encuentran 33 galaxias barradas de 136 objetos con lo que obtienen una fracción de barras  $f_{bar} = 24\%$  y para la correspondiente muestra en el campo encuentran 30 galaxias con barra de 105 objetos con lo que obtienen una fracción de barras  $f_{bar} = 29\%$ . Sin embargo estos resultados están dentro de las barras de error y no encuentran diferencia significativa entre la fracción de barras en cúmulos y en el campo con lo que concluyen que la fracción de barras no depende del medio ambiente. Cuando dividen por tipos morfológicos encuentran que la fracción de barras aumenta hacia tipos de Hubble más tardíos. Las galaxias con tipos de Hubble más

tempranos que  $Sb$  tienen una fracción de barras por debajo del 20% mientras que para tipos más tardíos la fracción de barras es mayor. Ellos encuentran una diferencia significativa entre galaxias lenticulares cuya fracción de barras es  $f_{bar} = 8\% \pm 8\%$  y galaxias con tipos de Hubble tardíos ( $Sc$ ) cuya fracción de barras es  $f_{bar} = 36\% \pm 5\%$ . Por otro lado cuando comparan la fracción de barras por tipo morfológico entra la muestra de cúmulos y el campo solamente encuentran una diferencia en las galaxias con tipos de Hubble  $Sa$  para las que encuentran una fracción de  $f_{bar} = 13\%$  en cúmulos y una fracción de  $f_{bar} = 29\%$  en el campo.

[Marinova et al. (2010)] hacen un estudio de galaxias barradas en el cúmulo de Coma con datos del *HST Treasury survey* con la cámara para surveys *ACS* a un corrimiento al rojo  $z \sim 0.02$  ([Carter et al. 2008]). Su muestra es estadísticamente completa a  $\sim 28\%$  y cubren predominantemente el núcleo del cúmulo de Coma a una magnitud límite de  $26.8\ mag$  en la banda  $I$ . De aproximadamente 470 miembros del cúmulo más brillantes que  $M_I = -11\ mag$  seleccionaron una muestra de 46 galaxias de disco con morfologías desde  $S0$  hasta  $Im$  basados en una clasificación visual, la cual está dominada por galaxias  $S0s$ . Para identificar y caracterizar las barras utilizaron el método de ajuste de isofotas ([Marinova & Jogee (2007)]). De las 46 galaxias de disco de todos los tipos morfológicos ( $S0-Sm$ ) quitaron 16 galaxias altamente inclinadas quedando un total de 30 galaxias de disco de las cuales 10 de ellas son galaxias barradas, obteniendo una fracción total de  $f_{opt} = 33 \pm 9\%$ . Cuando separan por tipos morfológicos encuentran que de las 46 galaxias de disco 30 de ellas son  $S0$  de las cuales 13 son altamente inclinadas con lo cual les quedan 17 galaxias de las cuales 8 son barradas correspondiendo a una fracción de barras de  $f_{opt} = 47 \pm 11\%$ . Considerando tipos tempranos ( $S0-Sab$ ) tienen un total de 35 galaxias de las cuales 14 de ellas son altamente inclinadas quedando 21 galaxias de las cuales 9 de ellas son barradas lo que corresponde a una fracción de barras de  $f_{opt} = 43 \pm 11\%$  y cuando consideran tipos tardíos ( $Sb-Sm$ ) tienen un total de 11 galaxias de las cuales 2 son altamente inclinadas quedando un total de 9 galaxias de las cuales solamente 1 es barrada lo cual representa una fracción de  $f_{opt} = 11 \pm 10\%$ .

[Giordano et al. (2010)] hacen un estudio detallado de como la fracción de galaxias barradas varía como función de la luminosidad, masa de gas  $HI$ , morfología y color en el cúmulo de Virgo. Para hacer el estudio usaron el Catálogo del Cúmulo de Virgo (Virgo Cluster Catalog (VCC), [Binggeli et al. 1985]) como catálogo maestro pero utilizando observaciones de múltiples surveys para realizar su estudio. Se basaron en tres diferentes muestras para investigar la fracción de barras como función de la luminosidad en la banda  $B$ , la luminosidad en la banda  $H$  y masa de gas  $HI$ . Las imágenes ópticas las obtuvieron de la base de datos *GOLDMine* ([Gavazzi et al. 2003]) hasta una magnitud límite  $BT = 18.0$  ( $M_{BT} = -12.5$ ). Para las imágenes en el cercano infrarrojo usaron el *UKIDSS Large Area Survey* ([Lawrence et al. 2007]) con un límite de magnitud en la banda  $H$  de  $18.8\ mag$  ( $M_H \sim -11.7$ ). Para la masa de gas  $HI$  usaron el *Arecibo Legacy Fast ALFA (ALFALFA) survey* ([Giovanelli et al. 2005]) que cubre todo el cúmulo de Virgo con una precisión espacial de  $\sim 20''$  para los centroides de las galaxias y una detección límite en la masa de gas  $HI$  de  $M_{HI} \geq 10^{7.5} M_{\odot}$ . Combinando los tres conjuntos de datos generaron tres muestras excluyendo galaxias altamente inclinadas y usaron los miembros más brillantes que la magnitud límite de  $M_{BT} = -12.5$ . La muestra para la banda  $B$  está formada por galaxias más brillantes que  $M_B = -15\ mag$  y consta de 343 miembros. Para la muestra en la banda  $H$  consideraron galaxias más brillantes que  $M_B = -18\ mag$  y consta de 413 miembros. La muestra de masa de gas  $HI$  está formada por 439 miembros con  $M_{HI} \geq 10^{7.5} M_{\odot}$ . Además hicieron una clasificación morfológica dividiendo en 6 grandes

clases: Enanas (dE, dS0, dE/S0), Elípticas (E, E/S0), Lenticulares (S0, S0a; definidas como rojas, con muy poca o sin signos de formación estelar), Espirales Tempranas (Sa, Sab, Sb; definidas como galaxias espirales con un componente de bulbo dominante), Espirales Tardías (Sbc, Sc, Scd, Sd, Sm; definidas como galaxias espirales con bulbos pequeños o sin bulbo), e Irregulares/Peculiares/Enanas Compactas Azules (Im, Pec, S/BCD, Im/BCD, BCD, dS, dIm, ?).

Adoptando como método una clasificación visual detectaron barras en sus tres muestras asignando las categorías de “Barradas”, “no barradas” o “inciertas”, en donde las Barradas incluyen barras elongadas (SB) y barras ovaes (SAB). Ellos encontraron que la fracción de barras depende de la selección de la muestra. Considerando todas las galaxias de cada muestra los resultados son los siguientes: para la muestra en la banda  $B$  (343 miembros) encuentran una fracción de  $f_B = 23 \pm 2\%$ , para la muestra en la banda  $H$  (413 miembros) encuentran una fracción de  $f_H = 24 \pm 2\%$  y para la muestra de masa de gas  $HI$  encuentran una fracción de  $f_{HI} = 17 \pm 2\%$ . Cuando consideran solamente las galaxias de disco (S0-Sm) encuentran que para la muestra en la banda  $B$  tienen un total de 231 galaxias de disco de las cuales 77 tienen barra lo cual representa una fracción de barras de  $f_B = 33 \pm 3\%$ ; para la muestra en la banda  $H$  tienen un total de 282 galaxias de disco de las cuales 97 son galaxias barradas con lo que obtuvo una fracción de barras de  $f_H = 34 \pm 3\%$  y para la muestra de masa de gas  $HI$  el número de galaxias total es 241 de las cuales 70 tienen barra y que representa una fracción de  $f_{HI} = 17 \pm 2\%$ . Cuando separan por tipos morfológicos las tres muestras los resultados son los siguientes: 1) para la muestra en la banda  $B$  (231 galaxias) tienen 69 galaxias con tipos morfológicos S0-S0/a, de las cuales 25 tienen barra y que representa una fracción de  $f_{S0/S0a}^B = 36 \pm 6\%$ ; 53 galaxias tienen tipos morfológicos Sa-Sb, de las cuales 24 son barradas y que representa una fracción de  $f_{Sa-Sb}^B = 45 \pm 11\%$ ; 109 galaxias con tipos morfológicos Sbc-Sm, de las cuales 28 tienen barra y que representa una fracción de  $f_{Sbc-Sm}^B = 25 \pm 5\%$ . 2) para la muestra en la banda  $H$  (282 galaxias) tienen 94 galaxias con tipos morfológicos S0-S0/a, de las cuales 27 tienen barra y que representa una fracción de  $f_{S0/S0a}^H = 29 \pm 6\%$ ; 77 galaxias tienen tipos morfológicos Sa-Sb, de las cuales 36 son barradas y que representa una fracción de  $f_{Sa-Sb}^H = 47 \pm 9\%$ ; 111 galaxias con tipos morfológicos Sbc-Sm, de las cuales 34 tienen barra y que representa una fracción de  $f_{Sbc-Sm}^H = 31 \pm 6\%$ . 3) para la muestra de masa de gas  $HI$  (241 galaxias) tienen 33 galaxias con tipos morfológicos S0-S0/a, de las cuales 11 tienen barra y que representa una fracción de  $f_{S0/S0a}^{HI} = 33 \pm 12\%$ ; 53 galaxias tienen tipos morfológicos Sa-Sb, de las cuales 25 son barradas y que representa una fracción de  $f_{Sa-Sb}^{HI} = 47 \pm 11\%$ ; 155 galaxias con tipos morfológicos Sbc-Sm, de las cuales 34 tienen barra y que representa una fracción de  $f_{Sbc-Sm}^{HI} = 22 \pm 4\%$ .

[Nair & Abraham (2010a)] hacen un estudio de la masa estelar de galaxias espirales fuertemente barradas. Su estudio está basado en una muestra de aproximadamente 14000 galaxias clasificadas visualmente ([Nair & Abraham 2010b]) en un rango de corrimientos al rojo entre 0.01 y 0.1. La muestra es obtenida del SDSS DR4 ([Stoughton 2002, York et al. 2000, Adelman-McCarthy et al. 2006]) el cual cubre 6670 grados cuadrados en los filtros  $u, g, r, i, z$ . Las galaxias son seleccionadas de la muestra principal espectroscópica descrita en [Strauss et al. 2002]. Usaron los catálogos fotométricos del DR4 para seleccionar todos los objetos con una extinción corregida en la banda  $g$  con magnitudes más brillantes que 16 magnitudes a un corrimiento al rojo menor a  $z = 0.1$ . Objetos erróneamente clasificados fueron removidos. También excluyen todos los objetos con corrimiento al rojo menor que  $z \sim 0.01$  porque la extracción de galaxias extendidas para el análisis cuantitativo es a corrimientos al rojo bajos es difícil en las imágenes del SDSS. El límite

superior en corrimiento al rojo de  $z = 0.1$  es elegido para excluir objetos donde los detalles morfológicos son difíciles de detectar por los efectos de distancia. La muestra final consta de 14034 galaxias. Identificaron las barras visualmente y consideraron solamente galaxias de disco con lo que encontraron 2312 galaxias barradas lo que representa una fracción de  $\sim 30\%$ .

[Hernández-Toledo et al. (2011)] hicieron un estudio con observaciones ópticas con filtros de banda ancha (BVRI) de 54 galaxias seleccionadas del Catálogo de Tripletes de Galaxias Aislados en el hemisferio norte observadas en el Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir para evaluar sus propiedades fotométricas y morfológicas. Complementaron su estudio con imágenes del 2MASS y del Sloan Digital Sky Survey (SDSS) para buscar señales relacionadas con la interacción o mergers. Su muestra consiste de 34 galaxias en 13 tripletes, 12 galaxias en pares cercanos y 8 galaxias atípicas. Los tripletes están dominados por sistemas de galaxias espirales en diferentes estados dinámicos de ligera interacción con dos objetos casi fusionados. Encuentran que la fracción de barras total es  $f_{bar} = 35\%$ , con un promedio de elipticidad  $\epsilon \approx 0.4$ . Ellos encuentran que la incidencia de barras es casi dos veces más grande en espirales de tipo tardío que en espirales de tipo temprano. Cuando dividen por tipos tempranos y tardíos encuentran que la fracción de barras para galaxias tempranas (S0-Sb) es  $f_{S0-Sb} = 33\%$ , mientras que en tipos tardíos (Sbc-Sm) la fracción de barras es  $f_{Sbc-Sm} = 66\%$ .

[Masters et al. (2011)] hacen un estudio sobre la fracción de barras como función de las propiedades de las galaxias como color, luminosidad y prominencia del bulbo usando una muestra limitada por volumen de 13665 galaxias de disco con corrimientos al rojo entre 0.01 y 0.06 y una magnitud límite de  $M_r < -19.38$ , con el proyecto Galaxy Zoo 2. Ellos encuentran que de su muestra de 13665 galaxias de disco 4020 de ellas tienen barra lo que representa una fracción total de barras de  $f_{bar} = 29.4 \pm 0.5\%$ . Cuando dividen su muestra como función del color y la luminosidad global, así como por la prominencia del bulbo, encuentran que las galaxias de disco más rojas con bulbo grandes tienen una alta fracción de barras, por arriba de 50%. Cuando dejan el color fijo encuentran que la fracción de barras disminuye ligeramente con la luminosidad. Estos resultados son consistentes con estudios previos de galaxias espirales clasificadas visualmente (con el catálogo RC3) así como con varios estudios recientes ([Giordano et al. (2010)], [Nair & Abraham (2010a)]).

[Lee et al. (2012)] estudiaron la dependencia de la fracción de barras con las propiedades de la galaxia y el medio ambiente. Para hacer el estudio usaron una muestra limitada por volumen de 50119 galaxias más brillantes que  $M_r = -19 mag$  con corrimientos al rojo en el intervalo de  $0.02 \leq z \leq 0.05489$  extraídas del Korea Institute for Advanced Study Value-Added Galaxy Catalog (KIAS VAGC; [Choi et al. 2010]). Dividieron su muestra en dos submuestras de acuerdo a las magnitudes de las galaxias: una muestra de galaxias brillantes con magnitudes  $M_r < -19.5$  y la otra muestra con galaxias débiles con magnitudes  $-19 > M_r \geq -19.5 mag$ . La muestra de galaxias brillantes es la mayor submuestra con 33391 galaxias y la muestra de galaxias débiles es una submuestra auxiliar usada para estudiar los efectos ambientales. Clasificaron las galaxias en tipos tempranos (E/S0) y tipos tardíos (S/Irr) usando el método automatizado de [Park & Choi 2005] en donde encuentran que el gradiente de color  $u-r$  contra el color  $g-i$  y el color  $u-r$  contra el índice de concentración pueden ser usados para clasificar galaxias en tipos tempranos y tipos tardíos el cual tiene aproximadamente 90% de confiabilidad y completos. Además hicieron una clasificación visual con lo cual en la muestra de galaxias brillantes la morfología de 2427 galaxias (7.3% de la muestra) es cambiada por la clasificación visual. Como resultado de este cambio la muestra de galaxias brillantes está formada por 13867 galaxias de tipo temprano, 19431

galaxias de tipo tardío y 93 galaxias sin clasificación mientras que la muestra de galaxias débiles consiste de 5334 galaxias de tipo temprano, 11393 galaxias de tipo tardío y 1 galaxia sin clasificación.

Seleccionaron galaxias barradas por inspección visual con imágenes de color combinados ( $g+r+i$ ) debido a que la población estelar dentro de una barra es generalmente diferente de otra parte de la galaxia y porque es más fácil identificar una barra cuando la información del color está disponible. Para las galaxias de tipo tardío adoptaron un cociente de ejes isofotal en la banda  $i$  límite de  $b/a > 0.6$  para reducir los efectos de extinción interna y de inclinación. Así el número de galaxias de tipo tardío seleccionadas en la muestra de galaxias brillantes es 10674 galaxias. Clasificaron galaxias barradas visualmente seleccionadas en 4 clases basados en la fuerza de la barra tomando en cuenta las propiedades estructurales de las galaxias anfitrión. En el caso de las galaxias barradas de tipo tardío estimaron los tamaños relativos con respecto a sus galaxias anfitrión a ojo, y dividieron en galaxias barradas fuertes (SB1), galaxias barradas débiles (SB2) galaxias barradas ambiguas (SB3). El criterio de clasificación y el número de galaxias en cada clase es el siguiente: 1) SB0: está formada por 905 galaxias de tipo temprano que tienen estructura de barra sin brazos espirales, es decir, son galaxias lenticulares (S0). 2) SB1: esta formada por 2542 galaxias de tipo tardío que tienen una barra fuerte. El tamaño de las barras es más grande que una cuarta parte del tamaño de su galaxia anfitrión. Generalmente estas galaxias son espirales de tipo temprano-intermedio con brazos espirales bien desarrollados y un bulbo relativamente grande. 3) SB2: está formada por 698 galaxias de tipo tardío con una barra débil. El tamaño de las barras es más pequeño que una cuarta parte del tamaño de su galaxia anfitrión. Estas son galaxias espirales típicamente tardías con bulbos pequeños. 4) SB3: está formada por 401 galaxias de tipo tardío para las cuales es difícil decidir si son barradas o no. De las 13867 galaxias de tipo temprano hay 905 barradas de la clase SB0 lo que representa una fracción de  $f_{bar} = 7\% \pm 0.2\%$ , mientras que de las 10674 galaxias de tipo tardío con  $b/a > 0.6$  de las clases SB1-SB3 hay 3641 galaxias barradas lo que representa una fracción de  $f_{bar} = 34\% \pm 0.5\%$  en donde la clase SB1 tiene 2542 galaxias barradas con una fracción de  $f_{SB1} = 24\% \pm 0.8\%$ , la clase SB2 tiene 698 galaxias barradas con una fracción de  $f_{SB2} = 7\% \pm 0.9\%$  y la clase SB3 tiene 401 galaxias barradas con una fracción de  $f_{SB3} = 4\% \pm 0.9\%$ .

Sin embargo en este estudio no distinguieron galaxias lenticulares de galaxias de tipo temprano por lo que calcularon una nueva fracción de barras sin incluir la clase SB0 para calcular la fracción de barras de las galaxias de tipo tardío. Además aunque hay tres clases de galaxias barradas de tipo tardío (SB1-SB3) usaron solamente las clases SB1 y SB2 como galaxias barradas ya que la clase SB3 tiene una característica elongada en su región central y es difícil determinar si es una barra o no. Entonces encuentran que la fracción de barras para galaxias de tipo tardío es  $f_{bar} = 30.4\%$  (3240 galaxias barradas). Este resultado está en buen acuerdo con estudios que usan el método de clasificación visual para detectar barras en donde encuentran que la fracción de barras está entre  $\sim 25 - 33\%$  ([Nair & Abraham (2010a), Giordano et al. (2010), Masters et al. (2011)]). Además encontraron que hay una dependencia de la fracción de barras con el corrimiento al rojo. Para las galaxias de la clase SB1 encuentran que la fracción de barras ( $f_{SB1}$ ) es aproximadamente constante ( $\sim 25\%$ ) a  $z = 0.045$  pero que ésta decrece a  $\sim 20\%$  para corrimientos al rojo  $z > 0.045$ . Por otro lado la fracción de barras para la clase SB2 ( $f_{SB2}$ ) varía significativamente de  $9\%$  a  $6\%$  conforme el corrimiento al rojo aumenta.

Recientemente, Méndez-Hernández (en preparación) hacen un estudio de sobre la fracción de barras en galaxias aisladas con el catálogo de Galaxias Aisladas UNAM-KIAS

([Hernández-Toledo et al. 2010]). Este catálogo consta de 1520 galaxias aisladas hasta una magnitud límite  $m_r = 17.6$ . La muestra utilizada para este estudio esta compuesta por imágenes en las bandas  $g$  e  $i$  de galaxias de disco (S0-Irr) de las cuales quitaron todas aquellas galaxias con inclinaciones mayores a  $65^\circ$  y aquellos casos en los que no se pudo determinar bien la morfología de las galaxias ([Hernández-Toledo et al. 2010]). Con estas condiciones la muestra final para la determinación de la fracción de barras consta de 1090 galaxias de disco. Para identificar y caracterizar las barras usaron el método de ajuste de elipses como método principal de detección. En casos en los que la detección no era clara con el método de ajuste de isofotas complementaron su estudio realizando detecciones de las barras con ayuda del método de filtrado de imágenes (Sharp filtered) y en algunos casos con el análisis de Fourier del brillo superficial para confirmar o descartar la posible barra. Ellos encuentran una fracción de barras total de  $f_{bar} = 54\% \pm 4\%$ . Cuando dividen por tipos morfológicos y calculan la fracción de barras sobre el total de galaxias encuentran que la fracción de barras para galaxias tempranas (S0/S0a) es  $f_{S0/S0a} = 24\% (36/543)$ , para galaxias con tipos intermedios (Sa-Sb) la fracción de barras es  $f_{Sa-Sb} = 41\% \pm 7 (222/543)$  y para galaxias con tipos tardíos (Sbc-Irr) la fracción de barras es  $f_{Sbc-Irr} = 52\% \pm 6\% (285/543)$ . Sin embargo, cuando las fracciones de barras son normalizadas por bin de tipo morfológico encuentran que las fracciones de barras son para los tipos tempranos  $f_{S0/S0a} = 25\% \pm 17\% (36/141)$ , para los tipos intermedios  $f_{Sa-Sb} = 64\% \pm 7\% (222/344)$  y para los tipos tardíos la fracción de barras es  $f_{Sbc-Sdm} = 54\% \pm 6\% (285/529)$ .

En la figura 5.20 graficamos las fracciones de barras como función del medio ambiente. En color verde se muestra la fracción de barras obtenida para galaxias en el campo. Las primeras 4 fracciones corresponden a estudios en donde se utilizó el método de ajuste de elipses para detectar las barras y las fracciones del 5 al 7 corresponden a estudios en donde la detección de barras fue de manera visual. En color naranja se muestra la fracción de barras de un estudio con características similares a este trabajo en donde también se tiene un estricto control del ambiente, en este caso de galaxias aisladas. En color rojo mostramos la fracción de barras total que obtuvimos en esta tesis sin hacer distinción de tipos morfológicos o de componentes tempranas y tardías de los pares mixtos. En color azul se muestra la fracción de barras para ambientes más densos que pares de galaxias, como tripletes (T), grupos/cúmulos (G/C), cúmulo de Virgo (V), cúmulo de Coma (C) y Abell 901/902 (A).

Como se puede ver en la figura 5.20 la fracción de barras es distinta para cada medio ambiente y también depende de que método se use para determinar las barras, además de que en la mayoría de ellos no se tiene un control adecuado del medio ambiente como lo es con este trabajo. De acuerdo a la figura la fracción de barras para galaxias de disco en el campo esta entre  $45\%$  y  $59\%$  cuando se usa el método de ajuste de elipses para detectar las barras ([Menéndez-Delmestre et al. (2007), Marinova & Jogee (2007), Barazza et al. (2008)]). Cuando la detección de barras es de manera visual la fracción de barras en galaxias en el Campo esta entre  $29\%$  y  $30\%$  ([Nair & Abraham 2010b, Masters et al. (2011), Lee et al. (2012)]). Cuando comparamos estos resultados con lo encontrado para las galaxias aisladas (Méndez-Hernández et al., en preparación) donde la fracción de barras es  $\sim 54\%$  podemos ver que son comparables cuando el método utilizado es el mismo (ajuste de elipses). Sin embargo, este comportamiento se rompe cuando la densidad de galaxias aumenta, en este caso la fracción de barras disminuye para ambientes como los tripletes ([Hernández-Toledo et al. (2011)]) y cúmulos como Virgo, Coma y Abell 901/902 ([Giordano et al. (2010), Marinova et al. (2010), Marinova et al. (2009)]) en donde la fracción está entre  $\sim 30$  y  $35\%$ . En este trabajo obtuvimos una fracción de

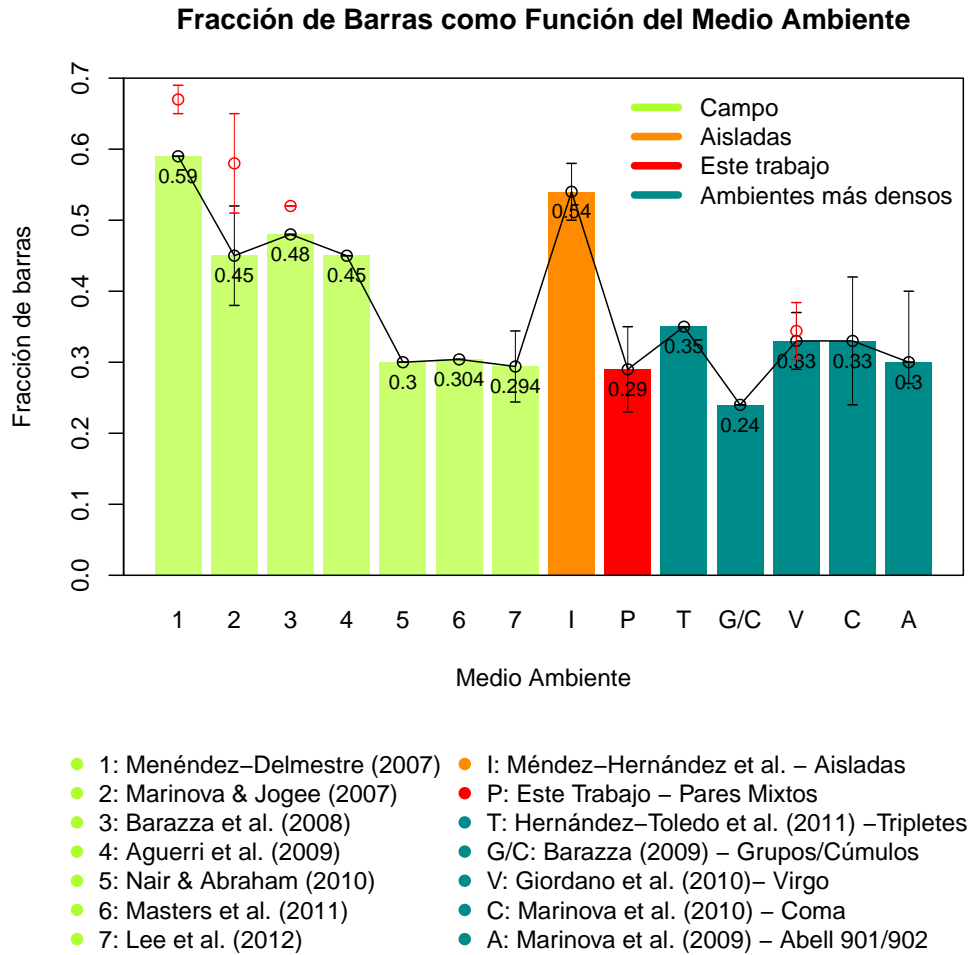


FIGURA 5.20. Fracción de barras como función del Medio Ambiente. En color verde se muestran las fracciones de barras obtenidas en diferentes estudios para galaxias en el Campo. En color naranja se muestra la fracción de barras para una muestra de galaxias aisladas. En color rojo se muestra la fracción de barras obtenida en este trabajo de pares mixtos de galaxias. En color azul se muestran las fracciones de barras para ambientes más densos. De izquierda a derecha: Tripletes, Grupos/Cúmulos, Cúmulo de Virgo, Cúmulo de Coma, Cúmulo de Abell 901/902. Los círculos rojos indican otra fracción de barras obtenida por los mismos autores.

barras de  $29\% \pm 6\%$  en pares mixtos de galaxias, pero considerando las barras de error nuestro resultado es comparable con lo obtenido para estos ambientes más densos. Por otro lado llama la atención que cuando comparamos la fracción obtenida en esta tesis para pares de galaxias con morfología mixta con la fracción de barras en galaxias aisladas (Méndez-Hernández et al. en preparación), en donde el ambiente también está bien determinado, se puede ver que las galaxias aisladas tienen casi el doble de incidencia de barras que los pares mixtos. Estos resultados sugieren que la interacción que sufren las galaxias en ambientes densos parecería estar jugando un papel importante en la formación o destrucción de las barras.

Por otro lado, en la figura 5.21 graficamos la fracción de barras como función del medio ambiente pero dividido por tipos morfológicos. Dado que no en todos los estudios se hace una división por tipos morfológicos graficamos solamente aquellos en donde se hace la



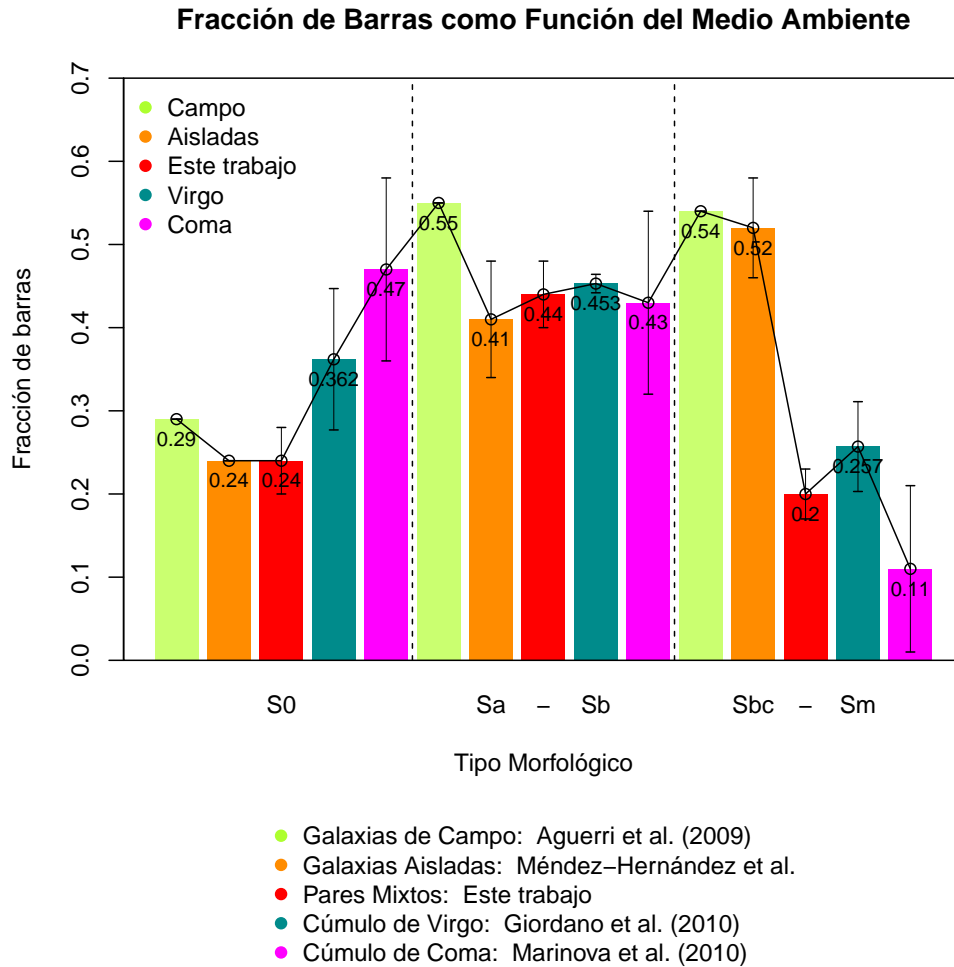


FIGURA 5.21. Fracción de barras como función del Medio Ambiente por tipos tipos morfológicos. En color verde se muestran la fracción de barras para galaxias en el Campo. En color naranja se muestra la fracción de barras para una muestra de galaxias Aisladas. En color rojo se muestra la fracción de barras obtenida en este trabajo de pares mixtos de galaxias. En color azul se muestra la fracción de barras obtenida para el núcleo del cúmulo de Virgo. En color magenta se muestra la fracción de barras para el núcleo del cúmulo de Coma.

misma división que en este trabajo utilizamos para separar por tipos S0, Sa-Sb y Sbc-Sdm. Como en la figura 5.20 identificamos con color verde la fracción de barras obtenida de una muestra compuesta por galaxias en el Campo ([Aguerri et al. (2009)]). En color naranja graficamos la fracción de barras calculada para una muestra de galaxias aisladas (Méndez-Hernández et al. en preparación). En color rojo se muestra la fracción de barras obtenida en esta tesis, en color azul se muestra la fracción de barras obtenida para el cúmulo de Virgo ([Giordano et al. (2010)]) y en color magenta se muestra la fracción de barras obtenida en el cúmulo de Coma ([Marinova et al. (2010)]). Para cada uno de estos ambientes se grafica la fracción de barras obtenida para cada división por tipo morfológico.

Como se puede ver en la figura las galaxias espirales tempranas (Sa-Sb) tienen una fracción de barras muy similar en todos los ambientes desde galaxias aisladas hasta cúmulos y es ligeramente mayor en el campo. Por su parte las espirales tardías (Sbc-Sm) presentan una diferencia importante en las fracciones de barras del campo y aisladas comparadas

con ambientes más densos incluido este trabajo, es decir, que parece haber una mayor incidencia de galaxias tardías con barra en ambientes con poca densidad que en aquellos en donde la densidad es alta. Sin embargo, estos resultados como mencionamos antes dependen de la selección de la muestra, de las condiciones ambientales, del número de galaxias y del método para detectar barras. Para el caso de las galaxias lenticulares se puede ver que la fracción de barras en el campo y en galaxias aisladas es muy similar a la obtenida en este trabajo para pares mixtos de galaxias pero esta fracción crece para ambientes más densos como los cúmulos de Virgo y Coma. En la siguiente sección hablaremos con más detalle sobre la fracción de barras en galaxias lenticulares.

### 5.7. Fracción de barras en galaxias Lenticulares para diferentes ambientes

Debido a que las galaxias lenticulares son las más comunes en ambientes densos (grupos y cúmulos), nos interesa saber en particular como es la fracción de barras en distintos ambientes donde la influencia del ambiente podría afectar a las galaxias de disco ([Aguerri et al. 2004]). Ya que diferentes métodos de detección pueden llevar a diferentes resultados de la fracción de barras es importante comparar trabajos que usen los mismos métodos para ser consistentes con nuestros resultados. En esta sección presentamos una comparación de diferentes trabajos sobre la fracción de barras en diferentes ambientes para galaxias con tipos de Hubble  $S_0$ .

Un primer estudio en ambientes densos fue realizado por [Thompson (1981)] en el núcleo del cúmulo de Coma. Usando una clasificación visual basados en las placas de *Kitt Peak National Observatory* (KPNO) para detectar barras en galaxias  $S_0s$  más brillantes que  $M_V = -17.5$  en donde encuentran una fracción de barras  $f_{opt} = 42 \pm 7\%$  corregida por efectos de proyección.

Como mencionamos en la sección anterior [Marinova et al. (2009)] hacen un estudio en el sistema de cúmulos Abell901/902 a un corrimiento al rojo de  $\sim 0.165$  con imágenes del HST ACS en donde encuentran una fracción de barras para galaxias lenticulares con magnitudes menores a  $M_v = -18 mag$  de  $f_{opt} = 39 \pm 8\%$ . [Marinova et al. (2010)] hacen un estudio en el núcleo del cúmulo de Coma a un corrimiento al rojo de  $\sim 0.02$  con galaxias más brillantes que  $M_I = -11 mag$  en donde la fracción de barras para galaxias lenticulares que encontraron es  $f_{opt} = 47 \pm 11\%$ . [Giordano et al. (2010)] hacen un estudio de la fracción de barras en el cúmulo de Virgo en donde calcularon la fracción para tres muestras diferentes; la primera muestra en la banda  $B$  con galaxias más brillantes que  $M_B = -15 mag$ , de 69 galaxias  $S_0/S_0a$  encuentran 25 galaxias barradas con una fracción de  $f_{S_0/S_0a}^B = 36.2 \pm 8.5\%$ ; para la segunda muestra en la banda  $H$  con galaxias más brillantes que  $M_H = -18 mag$ , de 94 galaxias clasificadas como  $S_0/S_0a$  encuentran 27 con barra lo que representa una fracción de  $f_{S_0/S_0a}^H = 28.7 \pm 6.3\%$ ; la tercer muestra esta formada por galaxias con masa de gas  $HI$  mayor que  $M_{HI} \geq 10^{7.5} M_\odot$  en la que de 33 galaxias  $S_0/S_0a$  solamente 11 de ellas son barradas, lo cual representa una fracción de  $f_{S_0/S_0a}^{HI} = 33.3 \pm 11.6\%$ .

[Barway et al. (2011)] hacen un estudio de barras en galaxias lenticulares basados en una muestra de 371 galaxias del *Sloan Digital Sky Survey Data Release 7* (SDSS-DR7) y *Two – Micron All – Sky Survey* (2MASS) en la banda del óptico y cercano infrarrojo respectivamente a un corrimiento al rojo de  $z \leq 0.05$ . Aunque no es una muestra completa es una muestra representativa del Universo cercano y con la disponibilidad de datos en

varias longitudes de onda. Para hacer su estudio dividen la muestra en dos grupos, uno de galaxias brillantes y el otro de galaxias débiles tomando como magnitud límite  $M_K = -24.5$  entre ambos grupos. El grupo brillante esta formado por 160 galaxias lenticulares (43 % de la muestra) mientras que el grupo de galaxias lenticulares débiles esta formado por 211 galaxias (57 % de la muestra). Usando un color típico de  $r - K = 3.0$  para galaxias de tipo temprano esta división en luminosidad de la banda  $K$  corresponde a una magnitud en la banda  $r$  del SDSS de  $M_r = -21.5$ . Usando esta magnitud dividieron también la muestra en galaxias lenticulares débiles y brillantes, en donde el grupo de galaxias lenticulares brillantes tiene 163 galaxias (44 % de la muestra) y el grupo de galaxias lenticulares débiles tiene 208 galaxias (56 % de la muestra). En este trabajo usaron dos métodos para identificar una galaxia como barrada: 1) revisaron en las bases de datos HYPERLEDA y NED si cada galaxia de su muestra era clasificada como barrada. 2) Independientemente realizaron una clasificación visual de cada galaxia usando las imágenes del SDSS en el óptico y las del 2MASS para el cercano infrarrojo.

Ellos encontraron un 15 % de galaxias lenticulares barradas, es decir, de las 371 galaxias lenticulares de la muestra 54 de ellas son barradas tomando las clasificaciones de ambos métodos. Este resultado esta en un buen acuerdo con el resultado de [Nair & Abraham 2010b] basados en una clasificación visual detallada para 14034 galaxias en el SDSS-DR4 en donde de 966 galaxias lenticulares, 117 de ellas son galaxias barradas lo que representa un 12 %, lo cual es también consistente con la fracción de barras fuertes visual del RC3 en el universo local. Además encuentran que la fracción de barras en galaxias lenticulares depende de la luminosidad, es decir, que la distribución de galaxias lenticulares barradas tanto en el óptico como en el infrarrojo revelan que el 83 % de las galaxias lenticulares barradas pertenecen al grupo de galaxias débiles, mientras que el grupo de galaxias brillantes tiene el 17 % de galaxias lenticulares barradas. Para investigar si hay alguna dependencia con el medio ambiente dividieron su muestra de galaxias lenticulares en dos ambientes, el campo y grupos/cúmulos usando datos de [Tago et al. 2010]. De su muestra de 371 galaxias  $S_0$ , encontraron 108 galaxias en el campo y 263 galaxias que son miembros de grupos o cúmulos. De las 54 galaxias barradas que tienen en su muestra en el grupo de galaxias brillante 9 están en el campo de las cuales 4 galaxias lenticulares son barradas lo que representa una fracción de  $f_{bar} = 44$  %; las 45 restantes son miembros de grupos/cúmulos de las cuales 8 de ellas son galaxias lenticulares barradas lo que representa una fracción de  $f_{bar} = 18$  %. Para el grupo de galaxias débiles encuentran que de las 9 galaxias que están en el campo 5 de ellas tienen barra lo que representa una fracción de  $f_{bar} = 56$  %; de las 45 restantes 37 de ellas son galaxias lenticulares barradas lo que representa una fracción de  $f_{bar} = 82$  %. Esto sugiere que las barras ocurren preferentemente en galaxias lenticulares débiles apuntando a una posible diferencia fundamental en la forma en la cual las galaxias lenticulares débiles y brillantes son formadas ([Barway et al. 2007, Barway et al. 2009]).

[Marinova et al. (2012)] hacen un estudio de barras en galaxias de disco masivos ( $S_0$ s) así como de galaxias enanas de baja masa en el núcleo del cúmulo de Coma. Usaron imágenes de alta resolución ( $\sim 0''.1$ ) con datos del *HST Treasury survey* con la cámara para surveys *ACS* a un corrimiento al rojo  $z \sim 0.02$  ([Carter et al. 2008]). Los datos cubren aproximadamente 70 % de la región del núcleo de Coma (Suponiendo un radio de núcleo  $R_{core} \sim 0.2 \text{ Mpc}$ ) hasta una magnitud límite de  $I = 26.8 \text{ mag}$ . Ellos caracterizaron la fracción y propiedades de las barras en una muestra de 48 galaxias brillantes ( $M_v \lesssim -18, M_* > 10^{9.5} M_\odot$ ) de las cuales 32 de ellas son clasificadas como  $S_0$  y que dominan la población de galaxias de disco masivas en el núcleo de Coma. Excluyendo las galaxias

altamente inclinadas ( $i > 60^\circ$ ) identificaron las barras utilizando el método de ajuste de elipses; utilizaron los criterios establecidos por [Marinova & Jogee (2007)] que funciona bien para identificar barras estelares primarias, particularmente en tipos de Hubble intermedios a tardíos (Sb-Sm).

Sin embargo, en algunas galaxias *S0* una combinación de parámetros estructurales y ángulos de visión causan que el máximo observado en la elipticidad de la barra llegue a ser un máximo local en el perfil radial de elipticidad en lugar de ser un máximo global. En estos casos la elipticidad del disco más externo llega a tener un máximo global en el perfil radial de elipticidad. En el caso de una galaxia barrada se pueden cumplir todas o la mayoría de las siguientes condiciones: 1) si la galaxia tiene una inclinación moderada o alta esto causa que el disco circular más externo parezca más elongado en la línea de nodos de la imagen proyectada de la galaxia en el cielo provocando una medición más alta de la elipticidad del disco. 2) cuando una fracción grande de la longitud de la posible barra dentro de un bulbo bastante axisimétrico, el cual es mucho más luminoso que la barra, la luz del bulbo diluye la elipticidad de la barra circularizando las isofotas al final de la barra, causando que la elipticidad de la barra medida sea significativamente más baja que lo que en realidad es. 3) cuando el eje mayor de la barra tiene un desplazamiento grande con respecto a la línea de nodos los efectos de proyección hacen que el disco parezca más elongado mientras que la barra parece más redonda. Los casos más extremos ocurren cuando la barra es perpendicular a la línea de nodos ( $\Delta\theta = 90^\circ$ ) en donde la elipticidad del disco excede a la elipticidad de la barra. En el caso de las galaxias *S0s* las condiciones 1 a 3 se satisfacen en una fracción grande de galaxias debido a que muchas galaxias *S0s* tienen bulbos brillantes, cocientes bulbo a disco grandes y abarcan una fracción grande de la longitud de la barra. Estos casos son los que discutimos en esta tesis con mucho detalle en el capítulo 4 en la sección de casos difíciles y modelamos algunos de ellos para saber cuanto error estábamos cometiendo en la estimación de los parámetros estructurales de las barras como la elipticidad y longitud.

Por esta razón identificaron barras y calcularon dos fracciones obtenidas a través del método de ajuste de elipses de dos formas. La primera usando los criterios establecidos por [Marinova & Jogee (2007)] de donde identificaron barras para calcular la fracción de barras  $f_{bar,ES}$ , es decir, aplican el método de ajuste de isofotas de manera estricta en donde detectan un máximo global en el perfil radial de elipticidad. La segunda forma es relajando el método de ajuste de elipses en donde se permite tener alguna de las tres condiciones antes mencionadas, es decir, que en el perfil radial de elipticidad se tenga un máximo local, con lo que obtuvieron una fracción de barras  $f_{bar,RE}$ . Además de esto hicieron una identificación visual de barras en la muestra de galaxias *S0s*. Para una muestra de 20 galaxias *S0* moderadamente inclinadas, la fracción de barras que obtuvieron fue la siguiente: Usando el criterio estricto del método de ajuste de elipses encontraron un total de 10 galaxias barradas, que representa una fracción  $f_{bar,ES} = 50\% \pm 11\%$ . Usando el criterio relajado en el método de ajuste de elipses encontraron un total de 13 galaxias con barra, lo que representa una fracción  $f_{bar,RE} = 65\% \pm 11\%$ . De la clasificación visual encontraron 12 galaxias barradas lo que representa una fracción de  $f_{bar,Visual} = 60\% \pm 11\%$ . Si incluyen las galaxias que clasificaron como ambiguas (E/*S0*) las fracciones de barra disminuyen siendo  $f_{bar,ES} = 48\% \pm 11\%$  con el criterio estricto,  $f_{bar,RE} = 62\% \pm 11\%$  con el criterio relajado y  $f_{bar,Visual} = 57\% \pm 11\%$  con una clasificación visual.

En la tabla 5.13 se muestra un resumen de las fracciones de barras para galaxias lenticulares en diferentes ambientes. Por columnas se muestran el trabajo realizado, el ambiente en donde se calculó la fracción de barras, el corrimiento al rojo al que están las muestras de los

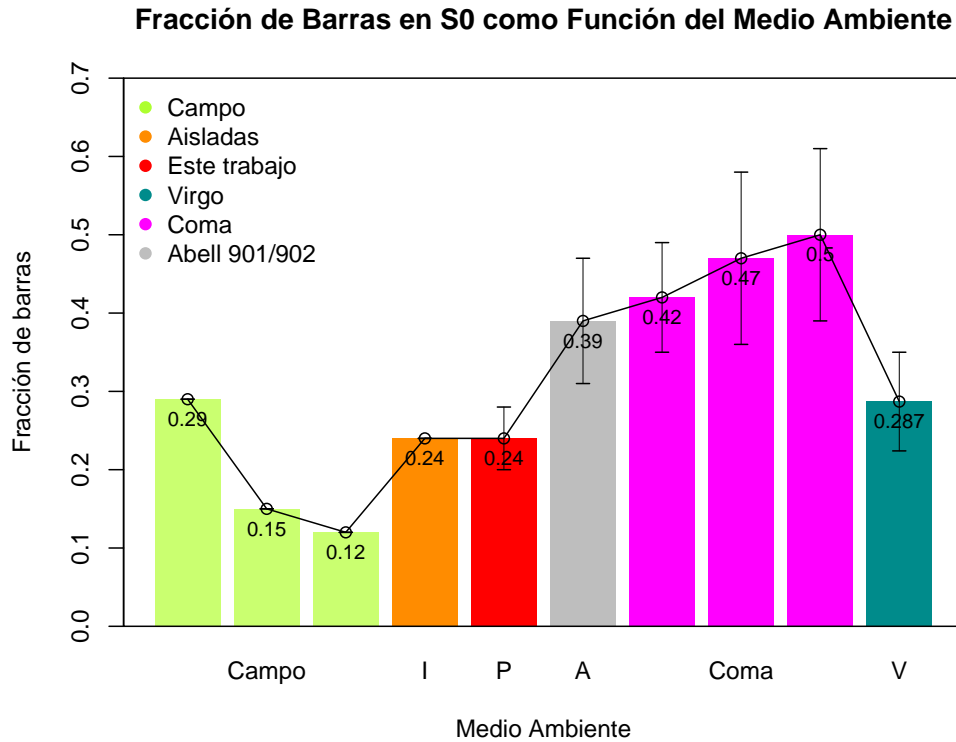
TABLA 5.13. Fracción de Barras en galaxias S0 para diferentes ambientes.

Trabajo	Ambiente	$z$	$f_{bar}$ en S0
[Aguerri et al. (2009)]	Campo - Intermedio	$\sim 0.01 - 0.04$	29 %
[Barway et al. (2011)]	Campo	$\leq 0.05$	15 %
[Nair & Abraham 2010b]	Campo	$\sim 0.01 - 0.1$	12 %
[Marinova et al. (2009)]	Cúmulos A901/902	$\sim 0.165$	$39 \pm 8$
[Thompson (1981)]	Núcleo de Coma	$\sim 0.02$	$42 \pm 7\%$
[Marinova et al. (2010)]	Núcleo de Coma	$\sim 0.02$	$47 \pm 11\%$
[Marinova et al. (2012)]	Núcleo de Coma	$\sim 0.02$	$50 - 60\% \pm 11\%$
[Giordano et al. (2010)]	Cúmulo de Virgo	$\sim 0.02$	$28.7 \pm 6.3\%$
Méndez-Hernández (en ppracion)	Galaxias Aisladas		24 %
Este trabajo	Pares Mixtos		$24 \pm 4\%$

trabajos y la fracción de barras en galaxias lenticulares. En la figura 5.22 graficamos estas fracciones como función del medio ambiente. Identificamos con color verde las fracciones obtenidas para galaxias en el Campo, con color naranja presentamos la fracción de barras para galaxias Aisladas, en color rojo mostramos la fracción de barras en galaxias S0 en esta tesis, en color gris mostramos la fracción de barras en el cúmulo de Abell 901/902, en color magenta presentamos las fracciones de diferentes estudios que determinan la fracción de barras en galaxias S0 en el cúmulo de Coma y en color azul se muestra la fracción de barras en el cúmulo de Virgo.

Como se puede ver en la figura 5.22 la fracción de barras obtenida de galaxias en el campo es comparable con la obtenida en galaxias aisladas y en este trabajo de pares mixtos, sin embargo, conforme la densidad de galaxias aumenta la fracción de barras parece aumentar, es decir, que las galaxias lenticulares tienden a tener más barras en ambientes como los cúmulos sobre todo en las regiones centrales en donde el número de galaxias lenticulares es alto en comparación con otros tipos morfológicos. Las diferencias en estos resultados pueden deberse a la selección de las muestras, el número de galaxias en cada una de ellas y el método de detección de barras ya que como hemos visto, estos tres factores podrían arrojarnos diferentes resultados.

Muchas observaciones de galaxias de disco y simulaciones numéricas sugieren que el reordenamiento de masa del disco en anillos y barras concentra gas y estrellas en la región central de las galaxias lo cual es un importante conductor de los procesos de evolución secular ([Kormendy & Kennicutt 2004], [Athanasoula 2005]). Estudios recientes de la distribución de la fuerza de la barra han mostrado que las galaxias lenticulares tienen en promedio barras más débiles que galaxias espirales en general e incluso más débiles que galaxias de tipo temprano ([Buta et al. 2010],[Knapen 2010]). [Barazza et al. (2009)] encontró evidencia de que la fracción de barras está relacionada con la estructura morfológica de la galaxia anfitrión de tal manera que la fracción de barras aumenta de galaxias dominadas por bulbo (galaxias de tipo temprano) a galaxias de disco dominadas por disco (galaxias de tipo tardío) y además que permanece con el corrimiento al rojo, sugiriendo que las barras son formadas o destruidas durante procesos en los cuales la morfología del



- Galaxias de Campo: Aguerri et al. (2009), Barway et al. (2011), Nair & Abraham (2010)
- Galaxias Aisladas: Méndez-Hernández et al. (en preparación)
- Pares Mixtos: Este trabajo
- Abell 901/902: Marinova et al. (2009)
- Cúmulo de Coma: Thompson (1981), Marinova et al. (2010), Marinova et al. (2012)
- Cúmulo de Virgo: Giordano et al. (2010)

FIGURA 5.22. Fracción de barras para galaxias S0 como función del Medio Ambiente por tipos tipos morfológicos. En color verde se muestran la fracción de barras para galaxias en el Campo. En color naranja se muestra la fracción de barras para galaxias Aisladas. En color rojo se muestra la fracción de barras obtenida en este trabajo de pares mixtos de galaxias. En color gris se muestra la fracción de barras en el cúmulo Abell 901/902. En color magenta se muestra la fracción de barras para el núcleo del cúmulo de Coma. En color azul se muestra la fracción de barras para el núcleo del cúmulo de Virgo.

disco esta cambiando, es decir, que las barras no son destruidas en galaxias lenticulares por ejemplo, pero que pudieran ser destruidas durante el proceso en el cual el disco de la galaxia es transformado en una lenticular. [Gadotti & de Souza (2003)] propusieron un escenario alternativo en el cual las barras pueden ser formadas en galaxias lenticulares a través de efectos dinámicos de halos no-esféricos usando simulaciones de N-cuerpos. [Barway et al. (2011)] sugieren que la formación de barras no solo depende de la luminosidad de la galaxia sino también del ambiente de la galaxia anfitrión, lo cual juega un papel importante en la formación de las barras, pero deja en duda si los factores internos o externos son más importantes para la formación y evolución de las barras.

[Marinova et al. (2012)] comparan la fracción de barras en galaxias S0s a través de diferentes ambientes (el núcleo de Coma, Abell 901/902 y Virgo) y encuentran que la fracción de barras no muestra diferencias estadísticamente significativas entre estos ambientes. Ellos

---

creen que la fracción de barras entre galaxias S0s no es significativamente alta en cúmulos ricos comparados con ambientes de baja-densidad por dos razones: 1) Las galaxias S0s en cúmulos ricos son menos propensas a inestabilidades de barra ya que son dinámicamente calentadas por “harrasment” y son pobres en gas debido como resultado del “ram pressure stripping” y formación estelar acelerada. 2) Encuentros de gran velocidad en cúmulos ricos podría ser menos efectivo que encuentros lentos y fuertes para inducir la barra.

---

## Conclusiones



En esta tesis hemos utilizado un conjunto de imágenes CCD en filtros de banda ancha (BVRI) homogéneamente adquiridas mayoritariamente en el telescopio de  $1.5m$  del Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir (OAN-SPM) y otros telescopios como el  $2.1m$  del Observatorio Guillermo Haro, Cananea, Sonora, y que constituyen el catálogo óptico de todos los Pares Aislados de Galaxias con Morfología Mixta (E/S0 + S/Irr) en el hemisferio norte. Este conjunto de pares constituye una muestra estadísticamente completa (85 %) hasta una magnitud límite en el azul  $m_B \sim 15.5$  mag y fue seleccionada con un criterio de aislamiento estricto aportándonos además una muestra de pares en un ambiente bien controlado (sin mezcla con otros ambientes). Dado que varios estudios recientes han demostrado tanto desde el punto observacional como teórico, que las barras estelares en las galaxias de disco pueden jugar un papel importante en la evolución de las galaxias, en esta tesis utilizamos este conjunto de observaciones homogéneamente procesadas para determinar la frecuencia de barras en las galaxias de disco componentes de estos pares y hemos estudiado las propiedades de las barras detectadas como función de parámetros de las galaxias anfitrionas y de los parámetros orbitales de los pares de galaxias.

Después de preparar cuidadosamente las imágenes para el análisis, la meta principal en esta tesis ha sido la identificación de las barras. Hemos llevado a cabo una revisión cuidadosa de los métodos existentes en la literatura actual y de ellos hemos seleccionado e implementado los métodos más eficientes de detección de barras y los hemos complementado con nuestros propios procedimientos de imagen. Aplicamos distintas técnicas de análisis a las imágenes como el análisis isofotal, la descomposición de Fourier del brillo superficial, el ajuste a la distribución del brillo superficial usando modelos paramétricos del bulbo y disco en 2D (Galfit) así como procedimientos digitales de imagen para hacer más eficiente la detección de las barras y otras estructuras.

En esta tesis exploramos las propiedades físicas observadas de las barras detectadas y tratamos de dar una descripción sencilla de la estructura de las barras en pares de galaxias. Comparamos los resultados contra los reportados en otros estudios en ambientes diferentes (típicamente el campo y ambientes más ricos como grupos y cúmulos para el caso de las lenticulares S0). Buscamos también alguna correlación entre las propiedades de las barras y la presencia del bulbo en la galaxia anfitriona y ponemos a prueba los posibles efectos de las interacciones gravitacionales al estudiar las propiedades estructurales de las barras como función de parámetros orbitales de los pares como la separación y la velocidad relativa entre componentes.



La distribución de magnitudes absolutas de esta muestra de pares mixtos en la banda  $B$  va desde  $-17.5$  hasta  $-22.5$  con un promedio de  $M_B = -20.3$  (figura 5.2). La distribución de velocidades radiales promedio es  $\sim 6369 \text{ km/s}$  y la distribución de distancias promedio es  $\sim 87.42 \text{ Mpc}$  (figura 5.3) ( $H_0 = 72 \text{ kms}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ ). Dadas esta velocidad, distancia promedio y el seeing típico de nuestras imágenes ( $2'' = 5$  pixeles) estimamos que en este estudio no podemos detectar barras con longitudes menores a  $\sim 1 \text{ kpc}$ . La distribución de velocidades relativas entre las componentes de cada par tiene un valor promedio  $\Delta V \sim 200 \text{ km/s}$  y la separación proyectada promedio es  $\sim 48 \text{ kpc}$ .

Después de eliminar galaxias con inclinación  $i > 65$ , la muestra final incluye 114 galaxias de disco (50 lenticulares y 64 espirales) para las cuales obtuvimos parámetros estructurales en la banda  $I$  como el radio de escala del disco, el radio efectivo (para las S0), la elipticidad de la barra definida como el valor al máximo obtenido del perfil isofotal en la región de la barra ( $\epsilon_{max}$ ) y la longitud de la barra definida como la longitud donde la elipticidad alcanza su máximo ( $L_{max}^{bar}$ ).

## Resultados

De acuerdo con la ecuación 5.1 la fracción de barras total es  $29\% \pm 6\%$  (33/114), en donde consideramos todas las galaxias de disco de la muestra.

Por la manera en como esta construida la muestra (E/S0 + S/Irr) calculamos la fracción de barras para cada componente. Si consideramos solamente la componente temprana, es decir, la componente lenticular la fracción de barras es  $24\% \pm 4\%$  (12/50). Si consideramos la componente tardía, es decir, solamente galaxias espirales la fracción de barras es  $32\% \pm 4\%$  (21/64).

Si dividimos las componentes espirales en galaxias tempranas (Sa-Sb) y galaxias tardías (Sbc-Sdm) y calculamos la fracción de barras de acuerdo a la ecuación 5.2. La fracción de barras para las espirales tempranas es  $f_{bar,(Sa-Sb)} = 44\% \pm 4\%$  (15/34) y la fracción de barras para las espirales tardías es  $f_{bar,(Sbc-Sdm)} = 20\% \pm 3\%$  (6/30).

La tabla 6.1 resume los resultados encontrados para los parámetros estructurales de las barras de las componentes de disco. Por columnas se muestra el parámetro estructural de la barra, el intervalo de valores de las barras para cada parámetro y el valor promedio de cada parámetro. De estos resultados concluimos que en esta muestra tenemos típicamente barras fuertes, que no son mayores a 2 radios de escala y que no rebasan el 30% del tamaño de su galaxia anfitrión.

TABLA 6.1. Parámetros estructurales de las barras.

Parámetro	Rango de valores	Valor promedio
Elipticidad	0.2 - 0.7	$0.4 \pm 0.12$
Longitud	1.2 - $\sim 9 \text{ kpc}$	$3 \pm 1.8 \text{ kpc}$
$L/r_{esc}$	0 - 5	$1.05 \pm 0.71$
$L/R_{25}$	0.1 - 0.7	$0.28 \pm 0.14$

## Posibles efectos de los bulbos en las propiedades de las barras

Exploramos el efecto de los bulbos en las propiedades de las barras utilizando nuestra clasificación detallada para separar las galaxias tempranas con una mayor contribución del bulbo (S0-Sab) y las galaxias tardías con una menor contribución del bulbo (Sb-Sdm).

Cuando graficamos la elipticidad, la longitud y las longitudes normalizadas por el radio de escala del disco y el radio óptico  $R_{25}$  como función del tipo morfológico (ver figura 5.6) encontramos los resultados que se muestran en la tabla 6.2. Por columnas se muestra la componente del par (Temprana o Tardía), el tipo morfológico (TM), la elipticidad ( $\epsilon$ ) promedio, la longitud promedio en unidades de  $kpc$  (L), la longitud normalizada por el radio de escala promedio ( $L/r_{esc}$ ) y la longitud normalizada por el radio óptico promedio ( $L/R_{25}$ ). Encontramos una tendencia a tener barras débiles en la componente temprana de los pares mixtos (galaxias S0) y barras fuertes en la componente tardía (tanto espirales tempranas como tardías). En cuanto a las longitudes encontramos que no existe una diferencia significativa entre la longitud de las barras de ambas componentes.

TABLA 6.2. Efectos de los bulbos en las propiedades de las barras.

Componente	TM	$\epsilon$	L [kpc]	$L/r_{esc}$	$L/R_{25}$
Temprana	S0	$0.32 \pm 0.08$	$2.5 \pm 1.1$	$0.85 \pm 0.5$	$0.23 \pm 0.08$
Espiral Temprana	Sa-Sb	$0.46 \pm 0.12$	$3.3 \pm 2.2$	$1.3 \pm 0.92$	$0.33 \pm 0.17$
Espiral Tardía	Sbc-Sdm	$0.44 \pm 0.12$	$3.1 \pm 2.1$	$0.81 \pm 0.43$	$0.23 \pm 0.12$

Se llevaron a cabo varias pruebas estadísticas para dar soporte a nuestras conclusiones. Se seleccionaron las pruebas F-Test, T-Test y KS-Test por su robustez aún en el caso discreto o de pocos números. Lo que hicimos fue comparar los promedios de elipticidad, longitud normalizada por el radio de escala y la longitud normalizada por el radio óptico de la componente temprana (galaxias S0) con los de la componente tardía (galaxias Sa-Sdm). Los resultados de estas pruebas se muestran en la tabla 6.3. Por columnas mostramos el parámetro a comparar, el valor de la probabilidad ( $[p]$ ) obtenido de la prueba F-Test, el valor de la probabilidad ( $[p]$ ) obtenido de la prueba T-Test y el valor de la probabilidad ( $[p]$ ) obtenido de la prueba KS-Test.

TABLA 6.3. Pruebas estadísticas comparando las muestras de galaxias S0 y galaxias S (Sa-Sdm).

Parametro	F-Test $[p]$	T-Test $[p]$	K-S Test $[p]$
Elipticidad	0.24	0.0014	0.014
$L/r_{esc}$	0.045	0.17	0.36
$L/R_{25}$	0.035	0.12	0.62

Los resultados indican que los promedios de las longitudes normalizadas tanto por el radio de escala como por el radio óptico  $R_{25}$  de la componente temprana (S0) y de la componente tardía (S) no son estadísticamente diferentes, consistentemente con lo visto con las barras de error. Para el caso de la elipticidad las pruebas indican que hay una tendencia a encontrar elipticidades más grandes en galaxias espirales que en galaxias lenticulares también consistente con lo visto con las barras de error.

Repetimos estas pruebas para la componente tardía, donde separamos las galaxias espirales en galaxias tempranas (Sa-Sb) y galaxias tardías (Sbc-Sdm). Los resultados se muestran en la tabla 6.4 (las columnas tienen el mismo significado que en la tabla 6.3). Los resultados indican que para los tres parámetros no existe diferencia alguna en los promedios de las espirales tempranas y espirales tardías, confirmando nuevamente lo visto con las barras de error de los promedios de estas componentes.

TABLA 6.4. Pruebas estadísticas comparando las muestras de galaxias espirales tempranas y tardías.

Parámetro	F-Test [ $p$ ]	T-Test [ $p$ ]	K-S Test [ $p$ ]
Elipticidad	0.82	0.77	0.99
$L/r_{esc}$	0.10	0.24	0.66
$L/R_{25}$	0.54	0.23	0.72

Buscando una correlación entre las propiedades estructurales de la barra y la galaxia anfitrión en las figuras 5.7 y 5.8 mostramos como se comporta la elipticidad ( $\epsilon_{bar}$ ) y la longitud ( $L_{bar}$ ) de la barra como función del radio de escala ( $r_{esc}$ ) y el radio óptico ( $R_{25}$ ). Aquí encontramos los siguientes resultados: para la figura 5.7:

1. Cuando graficamos la elipticidad de la barra como función del radio de escala encontramos que prácticamente todas las galaxias lenticulares tienen barras débiles, es decir, que la mayoría tienen barras con elipticidades menores a  $\epsilon = 0.4$ . Por otro lado tanto galaxias espirales tempranas (Sa-Sb) como tardías (Sbc-Sdm) tienen en su mayoría barras fuertes (elipticidades mayores a  $\epsilon = 0.4$ ).
2. Cuando graficamos la longitud de la barra como función del radio de escala aunque tenemos una dispersión grande encontramos que hay una correlación entre el tamaño de la galaxia y el tamaño de las barras, es decir, galaxias más grandes tienen las barras más grandes y las galaxias pequeñas tienen barras pequeñas.
3. Cuando normalizamos la longitud por los radios de escala ( $L/r_{esc}$ ) y el radio óptico ( $L/R_{25}$ ) y las graficamos como función del radio de escala, no lo vemos ver una correlación entre estos parámetros.

Para la figura 5.8, en donde los parámetros estructurales de la barra se presentan como función del radio óptico  $R_{25}$ , encontramos las mismas tendencias que en el caso anterior.

### Parámetros de interacción y propiedades observadas de las barras

Buscamos alguna correlación entre los parámetros estructurales de las barras y los parámetros orbitales de los pares mixtos como son la velocidad relativa ( $\Delta V$ ) y la separación proyectada entre ambas componentes de cada par.

### Separación Proyectada

Se estudio el comportamiento de elipticidad de la barra, su longitud y sus longitudes normalizadas por el radio de escala y el radio óptico  $R_{25}$  como función de la separación

proyectada dividiendo a la muestra en dos bins en separación proyectada procurando tener un número similar de galaxias en cada bin; de 0 a 30 *kpc* (18 galaxias) y de 30 a 300 *kpc* (15 galaxias) y dividiendo por tipos morfológicos S0 (12 galaxias), Sa-Sb (15 galaxias) y Sbc-Sdm (6 galaxias), y encontramos que:

### Elipticidad

Para el caso de la elipticidad como función de la separación proyectada (figura 5.9):

1. En el bin de 0 a 30 *kpc* todas las galaxias lenticulares (6 galaxias) tienen barras débiles con elipticidades menores a  $\epsilon = 0.4$ . Por su parte en el intervalo de 30 a 300 *kpc* encontramos que la mitad de las galaxias lenticulares tiene barras fuertes (3 galaxias) y la otra mitad barras débiles (3 galaxias).
2. En el bin de 0 a 30 *kpc* para las galaxias espirales tempranas se muestra que estas galaxias preferentemente tienen barras con elipticidades mayores que  $\epsilon = 0.4$ , es decir, barras fuertes (6 galaxias). Para el bin de 30 a 300 *kpc* prácticamente todas las galaxias tienen barras fuertes (4 galaxias).
3. En el bin de 0 a 30 *kpc* para las galaxias espirales tardías los resultados se pueden ver afectados por el pequeño número de galaxias en el bin (2 galaxias) y lo único que podemos decir es que estas galaxias tienen barras fuertes. Por su parte en el bin de 30 a 300 *kpc* tenemos 4 galaxias de las cuales 3 de ellas tienen barras débiles.
4. Prácticamente todas las galaxias se encuentran a menos de 140 *kpc*.

También graficamos los promedios de elipticidad para todas las galaxias en cada bin y los promedios en elipticidad para cada tipo morfológico. Los resultados se muestran en la tabla 6.5. Por columnas se muestra el tipo de galaxias en cada bin, el tipo morfológico (TM), el bin de separación proyectada en unidades de *kpc* y la elipticidad promedio.

TABLA 6.5. Elipticidad de la barra como función de la separación proyectada.

Galaxias	TM	Bin [ <i>kpc</i> ]	$\bar{\epsilon}$
Todas	S0-Sdm	[0 - 30]	$0.4 \pm 0.12$
Todas	S0-Sdm	[30 - 300]	$0.41 \pm 0.12$
Tempranas	S0	[0 - 30]	$0.3 \pm 0.08$
Tempranas	S0	[30 - 300]	$0.34 \pm 0.09$
Espirales Tempranas	Sa-Sb	[0 - 30]	$0.43 \pm 0.12$
Espirales Tempranas	Sa-Sb	[30 - 300]	$0.5 \pm 0.1$
Espirales Tardías	Sbc-Sdm	[0 - 30]	$0.51 \pm 0.08$
Espirales Tardías	Sbc-Sdm	[30 - 300]	$0.4 \pm 0.13$

Parecería haber un incremento en el promedio de elipticidad desde tipos tempranos (S0) hasta tipos tardíos (Sbc-Sdm), sin embargo, esta tendencia no puede ser confirmada ya que las barras de error indican que no existe una diferencia significativa entre los valores promedio de la elipticidad para ambos bins.

Para dar soporte a estos resultados aplicamos las tres pruebas estadísticas arriba mencionadas en ambos bins. Lo primero que hicimos fue separar las dos componentes de los pares mixtos, las galaxias lenticulares (componente temprana) por un lado y las galaxias espirales de todos los tipos (componente tardía) por otro y ver si los promedios obtenidos son o no diferentes estadísticamente. Esto lo realizamos para ambos bins de separación proyectada. Los resultados se muestran en la tabla 6.6. Por columnas se muestra el parámetro al que le aplicamos las pruebas, el bin de separación proyectada en unidades de  $kpc$ , el valor de la probabilidad ( $[p]$ ) obtenida después de aplicar la prueba F-Test, el valor de la probabilidad ( $[p]$ ) obtenida después de aplicar la prueba T-Test y el valor de la probabilidad ( $[p]$ ) obtenida después de aplicar la prueba KS-Test.

TABLA 6.6. Pruebas estadísticas para la elipticidad de la barra como función de la separación para galaxias Lenticulares y Espirales de todos los tipos Morfológicos.

Parametro	Bin [ $kpc$ ]	F-Test [ $p$ ]	T-Test [ $p$ ]	K-S Test [ $p$ ]
Elipticidad	[0 - 30]	0.37	0.01	0.06
Elipticidad	[30 - 300]	0.53	0.06	0.48

Los resultados indican que en el bin de separaciones proyectadas de 0 a 30  $kpc$  hay una diferencia entre los promedios de las elipticidades la componente temprana (S0) y la componente tardía (S) que es marginal de acuerdo con estas pruebas estadísticas, consistente con lo visto con las barras de error. En el bin de 30 a 300  $kpc$  las pruebas estadísticas son más claras y la conclusión en este caso es que los promedios de ambas componentes de los pares mixtos son muy parecidos.

Lo mismo hicimos para la componente tardía de los pares mixtos, ya que nos interesaba saber si hay alguna diferencia entre el valor promedio de la elipticidad entre galaxias espirales tempranas y galaxias espirales tardías. Los resultados se muestran en la tabla 6.7. Las columnas representan lo mismo que las columnas de la tabla 6.6.

TABLA 6.7. Pruebas estadísticas para la elipticidad de la barra como función de la separación para galaxias Espirales tempranas y Espirales tardías.

Parametro	Bin [ $kpc$ ]	F-Test [ $p$ ]	T-Test [ $p$ ]	K-S Test [ $p$ ]
Elipticidad	[0 - 30]	0.92	0.37	0.39
Elipticidad	[30 - 300]	0.69	0.24	0.43

En este caso las pruebas resultaron ser muy claras, en ninguno de los intervalos las pruebas estadísticas logran ver una diferencia significativa cuando comparamos los promedios las espirales tempranas y espirales tardías. Nuevamente estos resultados están de acuerdo con lo visto con las barras de error de los promedios para ambos grupos de espirales.

## Longitud

Cuando estudiamos la longitud como función de la separación proyectada (figura 5.10) encontramos:

1. Para el bin de separaciones proyectadas de 0 a 30 *kpc* las longitudes de las barras en su mayoría se encuentran en un rango de valores que van desde 1.5 a 3 *kpc*.
2. Para el bin de separaciones proyectadas de 30 a 300 *kpc* la distribución de las longitudes de las barras tienen una dispersión más grande teniendo valores que se encuentran en un rango que va desde 1.2 a  $\sim 9$  *kpc*.

También graficamos los promedios de la longitud para todas las galaxias en cada bin y los promedios de la longitud para cada tipo morfológico. Los resultados se muestran en la tabla 6.8. Por columnas se muestra el tipo de galaxias en cada bin, el tipo morfológico (TM), el bin de separación proyectada en unidades de *kpc* y la longitud promedio en unidades de *kpc*.

TABLA 6.8. Longitud de la barra como función de la separación proyectada.

Galaxias	TM	Bin [ <i>kpc</i> ]	$\bar{L}$ [ <i>kpc</i> ]
Todas	S0-Sdm	[0 - 30]	$2.4 \pm 1.4$
Todas	S0-Sdm	[30 - 300]	$3.7 \pm 2.1$
Tempranas	S0	[0 - 30]	$2.14 \pm 0.68$
Tempranas	S0	[30 - 300]	$3.0 \pm 1.34$
Espirales Tempranas	Sa-Sb	[0 - 30]	$2.6 \pm 1.8$
Espirales Tempranas	Sa-Sb	[30 - 300]	$4.8 \pm 2.4$
Espirales Tardías	Sbc-Sdm	[0 - 30]	$2.3 \pm 0.85$
Espirales Tardías	Sbc-Sdm	[30 - 300]	$3.4 \pm 2.6$

Estos resultado simplemente muestran el comportamiento de la longitud de las barras como función de la separación proyectada ya que la longitud de la barra depende de la distancia a la que esta cada galaxia.

Para quitarnos ese efecto de la distancia normalizamos la longitud de las barras por el radio de escala del disco ( $L/r_{esc}$ ) y por el radio óptico ( $L/R_{25}$ ) que son cantidades físicas que están relacionadas con el tamaño de la galaxia anfitrión.

### Longitud normalizada por el radio de escala del disco

Para el caso de la longitud normalizada por el radio de escala como función de la separación proyectada (figura 5.11) encontramos:

1. Para el bin de separaciones proyectadas de 0 a 30 *kpc* las longitudes normalizadas por el radio de escala de las barras no son más grandes que 2 radios de escala.
2. Para el bin de separaciones proyectadas de 30 a 300 *kpc* las longitudes normalizadas por el radio de escala de las barras tienen una dispersión mayor con valores que van de  $\sim 0.5$  radios de escala hasta  $\sim 4.5$  radios de escala.
3. Las galaxias lenticulares tienden a tener valores de la longitud normalizada por el radio de escala con tamaños entre 0.5 y 0.8 radios de escala en el bin de 0 a 30 *kpc*.

En el bin de 30 a 300 *kpc* la mitad de las galaxias lenticulares (3 galaxias) tienen longitudes menores a 1 radio de escala y la otra mitad (3 galaxias) tiene longitudes mayores a 1 radio de escala pero menores que 2 radios de escala.

- Las galaxias espirales tanto tempranas como tardías tienden a tener valores de la longitud normalizada por el radio de escala con tamaños entre 1 y 2 radios de escala en el bin de 0 a 30 *kpc*. En el bin de 30 a 300 *kpc* las galaxias espirales tempranas tienen una dispersión muy alta y las galaxias espirales tardías tienen valores de la longitud entre 0.5 y 1.5 radios de escala.

También graficamos los promedios de la longitud normalizada por el radio de escala para todas las galaxias en cada bin y los promedios de la longitud normalizada por el radio de escala para cada tipo morfológico. Los resultados se muestran en la tabla 6.9. Por columnas se muestra el tipo de galaxias en cada bin, el tipo morfológico (TM), el bin de separación proyectada en unidades de *kpc* y la longitud normalizada por el radio de escala promedio.

TABLA 6.9. Longitud normalizada por el radio de escala de la barra como función de la separación proyectada.

Galaxias	TM	Bin [ <i>kpc</i> ]	$\bar{L}/r_{esc}$
Todas	S0-Sdm	[0 - 30]	$0.93 \pm 0.4$
Todas	S0-Sdm	[30 - 300]	$1.2 \pm 0.98$
Tempranas	S0	[0 - 30]	$0.63 \pm 0.25$
Tempranas	S0	[30 - 300]	$1.1 \pm 0.53$
Espirales Tempranas	Sa-Sb	[0 - 30]	$1.1 \pm 0.4$
Espirales Tempranas	Sa-Sb	[30 - 300]	$1.8 \pm 1.5$
Espirales Tardías	Sbc-Sdm	[0 - 30]	$1.2 \pm 0.32$
Espirales Tardías	Sbc-Sdm	[30 - 300]	$0.64 \pm 0.39$

De acuerdo a estos resultados parecería que las longitudes normalizadas por el radio de escala de las galaxias lenticulares son menores que las de las galaxias espirales tanto tempranas como tardías en el bin de 0 a 30 *kpc*. En el bin de 30 a 300 *kpc* parecería que hay un cambio en la tendencia vista en el bin anterior, aquí las espirales tempranas siguen teniendo un valor más alto en promedio de la longitud, pero las galaxias lenticulares ahora parecería que tienen longitudes mayores que las galaxias espirales tardías. Sin embargo, estas tendencias no pueden ser confirmadas ya que las barras de error indican que no existe una diferencia significativa entre los valores promedio de la longitud normalizada por el radio de escala para ambos bines.

Para dar soporte a estos resultados realizamos las tres pruebas estadísticas ya mencionadas en ambos bines. Separamos las dos componentes de los pares mixtos, galaxias lenticulares (componente temprana) por un lado y las galaxias espirales de todos los tipos (componente tardía) por otro y comparamos con estas pruebas estadísticas si los promedios obtenidos son o no diferentes estadísticamente. Esto lo realizamos para ambos bines de separación proyectada. Los resultados de las pruebas estadísticas se muestran en la tabla 6.10. Por columnas se muestra el parámetro al que le aplicamos las pruebas, el bin de separación

proyectada en unidades de  $kpc$ , el valor de la probabilidad ( $[p]$ ) obtenida después de aplicar la prueba F-Test, el valor de la probabilidad ( $[p]$ ) obtenida después de aplicar la prueba T-Test y el valor de la probabilidad ( $[p]$ ) obtenida después de aplicar la prueba KS-Test.

TABLA 6.10. Pruebas estadísticas para las la longitud normalizada por el radio de escala de la barra como función de la separación para galaxias Lenticulares y Espirales de todos tipos Morfológicos.

Parametro	Bin [ $kpc$ ]	F-Test [ $p$ ]	T-Test [ $p$ ]	K-S Test [ $p$ ]
$L/r_{esc}$	[0 - 30]	0.33	0.02	0.11
$L/r_{esc}$	[30 - 300]	0.08	0.71	0.89

Las pruebas estadísticas nos dicen que a pesar de que en el bin de 0 a 30  $kpc$  la prueba T-Test logra ver una diferencia en los promedios de la longitud normalizada para ambos componentes, la prueba KS-Test descarta esta posibilidad indicando que en realidad los promedios son parecidos. Para el bin de 30 a 300  $kpc$  las pruebas son más claras indicando que en este bin los promedios de las longitudes normalizadas para ambas componentes de los pares mixtos son parecidos. Estos resultados están de acuerdo con lo visto con las barras de error por lo que a pesar de haber obtenido valores diferentes en los promedios para la componente temprana y tardía de los pares, estos no son estadísticamente significativos.

Lo mismo hicimos para la componente tardía de los pares mixtos, ya que nos interesaba saber si hay alguna diferencia entre el valor promedio de la longitud normalizada por el radio de escala entre galaxias espirales tempranas y galaxias espirales tardías. Los resultados se muestran en la tabla 6.11. Las columnas representan lo mismo que las columnas de la tabla 6.10.

TABLA 6.11. Pruebas estadísticas para la longitud normalizada por el radio de escala de la barra como función de la separación para galaxias Espirales tempranas y Espirales tardías.

Parametro	Bin [ $kpc$ ]	F-Test [ $p$ ]	T-Test [ $p$ ]	K-S Test [ $p$ ]
$L/r_{esc}$	[0 - 30]	0.92	0.73	0.93
$L/r_{esc}$	[30 - 300]	0.05	0.18	0.29

En este caso las pruebas resultaron ser claras, en ninguno de los intervalos las pruebas estadísticas logran ver una diferencia significativa cuando comparamos los promedios de la longitud normalizada por el radio de escala de las espirales tempranas y espirales tardías. Nuevamente estos resultados están de acuerdo con lo visto con las barras de error de los promedios para ambos grupos de espirales.

### Longitud normalizada por el radio óptico

Para el caso de la longitud normalizada por el radio óptico  $R_{25}$  como función de la separación proyectada (figura 5.12) encontramos:

1. Para el bin de separaciones proyectadas de 0 a 30  $kpc$  las longitudes normalizadas por el radio  $R_{25}$  de las barras para la mayoría de las galaxias no exceden el 35 % del tamaño de la galaxia.



2. Para el bin de separaciones proyectadas de 30 a 300  $kpc$  las longitudes normalizadas por el radio  $R_{25}$  de las barras tienen una dispersión mayor con valores que van de  $\sim 10\%$  hasta  $\sim 65\%$  del tamaño de la galaxia.

También graficamos los promedios de la longitud normalizada por el radio óptico  $R_{25}$  para todas las galaxias en cada bin y los promedios de la longitud normalizada por el radio óptico  $R_{25}$  para cada tipo morfológico. Los resultados se muestran en la tabla 6.12. Por columnas se muestra el tipo de galaxias en cada bin, el tipo morfológico (TM), el bin de separación proyectada en unidades de  $kpc$  y la longitud normalizada por el radio óptico promedio.

TABLA 6.12. Longitud normalizada por el radio óptico  $R_{25}$  de la barra como función de la separación proyectada.

Galaxias	TM	Bin [ $kpc$ ]	$\bar{L}/R_{25}$
Todas	S0-Sdm	[0 - 30]	$0.27 \pm 0.13$
Todas	S0-Sdm	[30 - 300]	$0.29 \pm 0.15$
Tempranas	S0	[0 - 30]	$0.23 \pm 0.1$
Tempranas	S0	[30 - 300]	$0.24 \pm 0.07$
Espirales Tempranas	Sa-Sb	[0 - 30]	$0.29 \pm 0.15$
Espirales Tempranas	Sa-Sb	[30 - 300]	$0.4 \pm 0.18$
Espirales Tardías	Sbc-Sdm	[0 - 30]	$0.26 \pm 0.09$
Espirales Tardías	Sbc-Sdm	[30 - 300]	$0.22 \pm 0.15$

En el bin de 0 a 30  $kpc$  parecería que las longitudes normalizadas por el radio óptico  $R_{25}$  de las galaxias lenticulares son menores que las de las galaxias espirales tanto tempranas como tardías. Por su parte en el bin de 30 a 300  $kpc$  las galaxias espirales tempranas parecería que tienen las longitudes más grandes y las galaxias lenticulares parecerían tener longitudes mayores que las galaxias espirales tardías. Sin embargo, estas tendencias no pueden ser confirmadas ya que las barras de error indican que no existe una diferencia significativa entre los valores promedio de la longitud normalizada por el radio  $R_{25}$  ya que estas diferencias vistas en los promedios están dentro de las barras de error.

Para asegurarnos si estas tendencias son reales o no realizamos las tres pruebas estadísticas ya mencionadas en ambos bins. Separando las componentes de los pares mixtos, galaxias lenticulares (componente temprana) por un lado y las galaxias espirales de todos los tipos (componente tardía) por otro, comparamos con estas pruebas estadísticas si los promedios obtenidos son o no diferentes estadísticamente. Esto lo realizamos para ambos bins de separación proyectada. Los resultados de las pruebas estadísticas se muestran en la tabla 6.13. Por columnas se muestra el parámetro al que le aplicamos las pruebas, el bin de separación proyectada en unidades de  $kpc$ , el valor de la probabilidad ( $[p]$ ) obtenida después de aplicar la prueba F-Test, el valor de la probabilidad ( $[p]$ ) obtenida después de aplicar la prueba T-Test y el valor de la probabilidad ( $[p]$ ) obtenida después de aplicar la prueba KS-Test.

Las pruebas estadísticas nos indican que en ninguno de los bins se ven diferencias significativas cuando comparamos los promedios de la longitud normalizada por el radio  $R_{25}$  de las

TABLA 6.13. Pruebas estadísticas para la longitud normalizada por el radio óptico  $R_{25}$  de la barra como función de la separación para galaxias Lenticulares y Espirales de todos tipos Morfológicos.

Parametro	Bin [ $kpc$ ]	F-Test [ $p$ ]	T-Test [ $p$ ]	K-S Test [ $p$ ]
$L/R_{25}$	[0 - 30]	0.51	0.42	0.49
$L/R_{25}$	[30 - 300]	0.043	0.29	0.48

galaxias lenticulares con las galaxias espirales tanto tempranas como tardías. Nuevamente estos resultados están de acuerdo con lo visto con las barras de error de los promedios para ambos componentes de los pares mixtos.

Similarmente para la componente tardía de los pares mixtos, nos interesaba saber si hay alguna diferencia entre el valor promedio de la longitud normalizada por el radio  $R_{25}$  entre galaxias espirales tempranas y galaxias espirales tardías. Los resultados se muestran en la tabla 6.14. Las columnas representan lo mismo que las columnas de la tabla 6.13.

TABLA 6.14. Pruebas estadísticas para la longitud normalizada por el radio óptico  $R_{25}$  de la barra como función de la separación para galaxias Espirales tempranas y Espirales tardías.

Parametro	Bin [ $kpc$ ]	F-Test [ $p$ ]	T-Test [ $p$ ]	K-S Test [ $p$ ]
$L/R_{25}$	[0 - 30]	0.88	0.77	0.99
$L/R_{25}$	[30 - 300]	0.76	0.16	0.63

En este caso las pruebas resultaron ser claras, en ninguno de los bins hay diferencias significativas cuando comparamos los promedios de la longitud normalizada por el radio  $R_{25}$  de las espirales tempranas y espirales tardías. Nuevamente estos resultados están de acuerdo con lo visto con las barras de error de los promedios para ambos grupos de espirales.

### Velocidad Relativa ( $\Delta V$ )

Estudiando la elipticidad de la barra, su longitud y sus longitudes normalizadas por el radio de escala y el radio óptico  $R_{25}$  como función de la velocidad relativa y tomando dos bins en velocidad relativa con un número similar de galaxias, de 0 a 150  $km/s$  (20 galaxias) y de 150 a 800  $km/s$  (13 galaxias) y dividiendo por tipos morfológicos S0 (12 galaxias), Sa-Sb (15 galaxias) y Sbc-Sdm (6 galaxias), encontramos los siguientes resultados:

### Elipticidad

Para el caso de la elipticidad como función de la velocidad relativa (figura 5.13) encontramos:

1. En el bin de 0 a 150  $km/s$  la mayoría de las galaxias lenticulares tienen barras débiles con elipticidades menores a  $\epsilon = 0.4$ . Por su parte en el intervalo de 150 a 800  $km/s$

encontramos el mismo comportamiento. A cualquier intervalo de velocidad relativa las galaxias lenticulares tienden a tener barras débiles.

2. Para las galaxias espirales tempranas hay una tendencia a encontrar barras fuertes a cualquier bin de velocidad relativa, es decir, que la mayoría de las galaxias espirales tempranas prefentemente tienen barras con elipticidades mayores que  $\epsilon = 0.4$ .
3. Para las galaxias espirales tardías no logramos ver alguna tendencia ya que el bajo número de galaxias de este tipo morfológico podría estar afectando los resultados.
4. Prácticamente todas las galaxias se encuentran a velocidades relativas de menos de  $450 \text{ km/s}$ .

También graficamos los promedios de elipticidad para todas las galaxias en cada bin y los promedios en elipticidad para cada tipo morfológico como función de la velocidad relativa. Los resultados se muestran en la tabla 6.15. Por columnas se muestra el tipo de galaxias en cada bin, el tipo morfológico (TM), el bin de velocidad relativa en unidades de  $\text{km/s}$  y la elipticidad promedio.

TABLA 6.15. Elipticidad de la barra como función de la velocidad relativa.

Galaxias	TM	Bin [ $\text{km/s}$ ]	$\bar{\epsilon}$
Todas	S0-Sdm	[0 - 150]	$0.41 \pm 0.12$
Todas	S0-Sdm	[150 - 800]	$0.39 \pm 0.12$
Tempranas	S0	[0 - 150]	$0.31 \pm 0.08$
Tempranas	S0	[150 - 800]	$0.33 \pm 0.01$
Espirales Tempranas	Sa-Sb	[0 - 150]	$0.47 \pm 0.1$
Espirales Tempranas	Sa-Sb	[150 - 800]	$0.44 \pm 0.14$
Espirales Tardías	Sbc-Sdm	[0 - 150]	$0.47 \pm 0.12$
Espirales Tardías	Sbc-Sdm	[150 - 800]	$0.38 \pm 0.12$

De acuerdo a estos resultados parecería haber un incremento en el promedio de elipticidad desde tipos tempranos (S0) hasta tipos tardíos (Sbc-Sdm) en el bin de 0 a  $150 \text{ km/s}$  aunque el valor del promedio de ambos grupos de espirales es prácticamente el mismo. Sin embargo, si consideramos las barras de error, el valor del promedio de elipticidad para las lenticulares marginalmente estaría dentro de las barras de error de los promedios de las galaxias espirales, por lo que en este caso podría ser que exista una diferencia aunque sea mínima en los valores de los promedios de elipticidad de las galaxias lenticulares y espirales de todos los tipos. En el bin de 150 a  $800 \text{ km/s}$  el promedio de la elipticidad de las espirales tardías es más pequeño que el de las espirales tempranas pero sigue siendo más alto que el de las lenticulares. Sin embargo, las barras de error sugieren que no existe una diferencia significativa entre los valores promedio de la elipticidad.

Para asegurarnos si estas tendencias son reales o no realizamos las tres pruebas estadísticas ya mencionadas en ambos bines. Lo primero que hicimos fue separar las dos componentes de los pares mixtos, las galaxias lenticulares (componente temprana) por un lado y las galaxias espirales de todos los tipos (componente tardía) por otro y comparar con estas

pruebas estadísticas si los promedios obtenidos son o no diferentes estadísticamente. Esto lo realizamos para ambos bins de velocidad relativa.

Los resultados se muestran en la tabla 6.16. Por columnas se muestra el parámetro al que le aplicamos las pruebas, el bin de separación proyectada en unidades de  $kpc$ , el valor de la probabilidad ( $[p]$ ) obtenida después de aplicar la prueba F-Test, el valor de la probabilidad ( $[p]$ ) obtenida después de aplicar la prueba T-Test y el valor de la probabilidad ( $[p]$ ) obtenida después de aplicar la prueba KS-Test.

TABLA 6.16. Pruebas estadísticas para la elipticidad de la barra como función de la velocidad relativa para galaxias Lenticulares y Espirales de todos tipos Morfológicos.

Parametro	Bin [ $km/s$ ]	F-Test [ $p$ ]	T-Test [ $p$ ]	K-S Test [ $p$ ]
Elipticidad	[0 - 150]	0.46	0.002	0.05
Elipticidad	[150 - 800]	0.73	0.19	0.36

En el intervalo de 0 a 150  $km/s$  tanto la prueba T-Test como la prueba KS-Test logran ver una diferencia en los promedios de las elipticidades de la componente temprana (S0) y tardía (S), lo mismo que logramos detectar de manera marginal con las barras de error de los promedios por lo que en este caso podríamos considerar que si hay una tendencia a encontrar galaxias lenticulares con barras débiles y galaxias espirales (tanto tempranas como tardías) con barras fuertes. En el bin de 150 a 800  $km/s$  las pruebas estadísticas son muy claras indicando que en este bin de velocidades radiales no existe diferencia entre los promedios de las elipticidades de la componente temprana (S0) y la componente tardía (S).

Lo mismo hicimos para la componente tardía de los pares mixtos, ya que nos interesaba saber si hay alguna diferencia entre el valor promedio de la elipticidad entre galaxias espirales tempranas y galaxias espirales tardías. Los resultados se muestran en la tabla 6.17. Las columnas representan lo mismo que las columnas de la tabla 6.16.

TABLA 6.17. Pruebas estadísticas para la elipticidad de la barra como función de la velocidad relativa para galaxias espirales tempranas y espirales tardías.

Parámetro	Bin [ $km/s$ ]	F-Test [ $p$ ]	T-Test [ $p$ ]	K-S Test [ $p$ ]
Elipticidad	[0 - 150]	0.55	0.95	0.84
Elipticidad	[150 - 800]	0.84	0.58	0.99

En este caso los test nos indican que para ambos intervalos los promedios en elipticidad de galaxias espirales tempranas como galaxias espirales tardías no tienen diferencia alguna, confirmando lo visto con las barras de error.

### Longitud

Para el caso de la longitud como función de la separación proyectada (figura 5.14) encontramos:

1. Para el bin de velocidades relativas de 0 a 150  $km/s$  las longitudes de las barras en su mayoría se encuentran agrupadas en un rango de valores que van de poco más de 1  $kpc$  hasta 4  $kpc$ .
2. Para el bin de velocidades relativas de 150 a 800  $km/s$  la distribución de las longitudes de las barras tienen una dispersión más grande teniendo valores que se encuentran en un rango que van desde poco más de 1  $kpc$  hasta  $\sim 7 kpc$ .

Además de estos resultados también graficamos los promedios de la longitud para todas las galaxias en cada bin y los promedios de la longitud para cada tipo morfológico. Los resultados se muestran en la tabla 6.18. Por columnas se muestra el tipo de galaxias en cada bin, el tipo morfológico (TM), el bin de velocidad relativa en unidades de  $km/s$  y la longitud promedio en unidades de  $kpc$ .

TABLA 6.18. Longitud de la barra como función de la velocidad relativa.

Galaxias	TM	Bin [ $kpc$ ]	$\bar{L}$ [ $kpc$ ]
Todas	S0-Sdm	[0 - 30]	$2.9 \pm 1.9$
Todas	S0-Sdm	[30 - 300]	$3.2 \pm 1.7$
Tempranas	S0	[0 - 30]	$2.3 \pm 0.7$
Tempranas	S0	[30 - 300]	$2.9 \pm 1.7$
Espirales Tempranas	Sa-Sb	[0 - 30]	$3.4 \pm 2.4$
Espirales Tempranas	Sa-Sb	[30 - 300]	$3.3 \pm 2.1$
Espirales Tardías	Sbc-Sdm	[0 - 30]	$2.9 \pm 2.7$
Espirales Tardías	Sbc-Sdm	[30 - 300]	$3.4 \pm 0.7$

Estos resultados simplemente muestran el comportamiento de la longitud de las barras como función de la velocidad relativa y no podemos decir más ya que la longitud de la barra depende de la distancia a la que esta cada galaxia.

Para quitarnos ese efecto de la distancia normalizamos la longitud de las barras por el radio de escala del disco ( $L/r_{esc}$ ) y por el radio óptico ( $L/R_{25}$ ) que son cantidades físicas que están relacionadas con el tamaño de la galaxia anfitrión como lo hicimos para la separación proyectada.

### Longitud normalizada por el radio de escala del disco

Para el caso de la longitud normalizada por el radio de escala como función de la velocidad relativa (figura 5.11) encontramos:

1. Para el bin de velocidades relativas de 0 a 150  $km/s$  las longitudes normalizadas por el radio de escala de las barras están entre 0.5 y 1.5 radios de escala y se mantiene esta tendencia para el bin de 150 a 800  $km/s$ .
2. Las galaxias lenticulares tienden a tener valores de la longitud normalizada por el radio de escala con tamaños menores a 1 radio de escala en el bin de 0 a 150  $km/s$ .

En el bin de 150 a 800  $km/s$  la dispersión es más alta y las galaxias lenticulares tienen longitudes entre 0.5 y 1.5 radios de escala.

3. Las galaxias espirales tanto tempranas como tardías tienden a tener valores de la longitud normalizada por el radio de escala con tamaños entre 0.5 y 2 radios de escala en ambos bins de velocidad radial.

Además de estos resultados también graficamos los promedios de la longitud normalizada por el radio de escala para todas las galaxias en cada bin y los promedios de la longitud normalizada por el radio de escala para cada tipo morfológico. Los resultados se muestran en la tabla 6.19. Por columnas se muestra el tipo de galaxias en cada bin, el tipo morfológico (TM), el bin de velocidades relativas en unidades de  $km/s$  y la longitud normalizada por el radio de escala promedio.

TABLA 6.19. Longitud normalizada por el radio de escala de la barra como función de la velocidad relativa.

Galaxias	TM	Bin [ $km/s$ ]	$\bar{L}/r_{esc}$
Todas	S0-Sdm	[0 - 150]	$0.95 \pm 0.51$
Todas	S0-Sdm	[150 - 800]	$1.21 \pm 0.97$
Tempranas	S0	[0 - 150]	$0.66 \pm 0.46$
Tempranas	S0	[150 - 800]	$0.97 \pm 0.37$
Espirales Tempranas	Sa-Sb	[0 - 150]	$1.17 \pm 0.47$
Espirales Tempranas	Sa-Sb	[150 - 800]	$1.44 \pm 1.29$
Espirales Tardías	Sbc-Sdm	[0 - 150]	$0.8 \pm 0.55$
Espirales Tardías	Sbc-Sdm	[150 - 800]	$0.87 \pm 0.12$

De acuerdo a estos resultados parecería que las longitudes normalizadas por el radio de escala de las galaxias lenticulares son menores que las de las galaxias espirales tanto tempranas como tardías en el bin de 0 a 150  $km/s$ . En el bin de 150 a 800  $km/s$  parecería que hay un cambio en la tendencia vista en el bin anterior, aquí las espirales tempranas siguen teniendo un valor más alto en promedio de la longitud, pero las galaxias lenticulares ahora parecería que tienen longitudes mayores que las galaxias espirales tardías. Sin embargo, estas tendencias no pueden ser confirmadas ya que las barras de error indican que no existe una diferencia significativa entre los valores promedio de la longitud normalizada por el radio de escala para ambos bins.

Para asegurarnos si estas tendencias son reales o no realizamos las tres pruebas estadísticas ya mencionadas en ambos bins. Nuevamente separamos las dos componentes de los pares mixtos, galaxias lenticulares (componente temprana) por un lado y las galaxias espirales de todos los tipos (componente tardía) por otro y comparamos con estas pruebas estadísticas si los promedios obtenidos son o no diferentes estadísticamente. Esto lo realizamos para ambos bins de velocidad relativa. Los resultados de las pruebas estadísticas se muestran en la tabla 6.20. Por columnas se muestra el parámetro al que le aplicamos las pruebas, el bin de separación proyectada en unidades de  $kpc$ , el valor de la probabilidad ( $[p]$ ) obtenida después de aplicar la prueba F-Test, el valor de la probabilidad ( $[p]$ ) obtenida después de aplicar la prueba T-Test y el valor de la probabilidad ( $[p]$ ) obtenida después de aplicar la prueba KS-Test.

TABLA 6.20. Pruebas estadísticas para la longitud normalizada por el radio de escala de la barra como función de la velocidad relativa para galaxias Lenticulares y Espirales de todos tipos Morfológicos.

Parametro	Bin [ $km/s$ ]	F-Test [ $p$ ]	T-Test [ $p$ ]	K-S Test [ $p$ ]
$L/r_{esc}$	[0 - 150]	0.83	0.09	0.03
$L/r_{esc}$	[150 - 800]	0.09	0.58	0.81

Las pruebas estadísticas nos dicen que a pesar de que en el bin de 0 a 150  $km/s$  la prueba KS-Test logra ver alguna diferencia entre los promedios de las componentes temprana y tardía de los pares mixtos. Cuando revisamos las barras de error esta diferencia es marginal por lo que en este caso si podría haber una tendencia a encontrar barras con longitudes normalizadas por el radio de escala mayores en galaxias espirales de todos los tipos morfológicos que en galaxias lenticulares. Para el bin de 150 a 800  $km/s$  las pruebas son más claras en donde los resultados nos indican que en este bin los promedios de las longitudes normalizadas para ambas componentes de los pares mixtos son parecidos. Estos resultados están de acuerdo con lo visto con las barras de error por lo que a pesar de haber obtenido valores diferentes en los promedios para la componente temprana y tardía de los pares, estos no son estadísticamente significativos.

Lo mismo hicimos para la componente tardía de los pares mixtos, ya que nos interesaba saber si hay alguna diferencia entre el valor promedio de la longitud normalizada por el radio de escala entre galaxias espirales tempranas y galaxias espirales tardías. Los resultados se muestran en la tabla 6.21. Las columnas representan lo mismo que las columnas de la tabla 6.20.

TABLA 6.21. Pruebas estadísticas para la longitud normalizada por el radio de escala de la barra como función de la velocidad relativa para galaxias espirales tempranas y espirales tardías.

Parametro	Bin [ $km/s$ ]	F-Test [ $p$ ]	T-Test [ $p$ ]	K-S Test [ $p$ ]
$L/r_{esc}$	[0 - 150]	0.66	0.24	0.51
$L/r_{esc}$	[150 - 800]	0.14	0.56	0.55

En este caso las pruebas resultaron ser claras, en ninguno de los intervalos las pruebas estadísticas logran ver una diferencia significativa cuando comparamos los promedios de la longitud normalizada por el radio de escala las espirales tempranas y espirales tardías. Nuevamente estos resultados están de acuerdo con lo visto con las barras de error de los promedios para ambos grupos de espirales.

### Longitud normalizada por el radio óptico

Para el caso de la longitud normalizada por el radio óptico  $R_{25}$  como función de la velocidad relativa (figura 5.12) encontramos:

1. Para el bin de velocidades relativas de 0 a 150  $km/s$  las longitudes normalizadas por el radio  $R_{25}$  de las barras para la mayoría de las galaxias no exceden el 35 % del tamaño de la galaxia.

2. Para el bin de separaciones proyectadas de 150 a 800  $kpc$  las longitudes normalizadas por el radio  $R_{25}$  de las barras tienen una dispersión mayor aunque la tendencia general es que las galaxias no exceden el 35% del tamaño de la galaxia, la misma tendencia que el bin de 0 a 150  $km/s$ .

También graficamos los promedios de la longitud normalizada por el radio óptico  $R_{25}$  para todas las galaxias en cada bin y los promedios de la longitud normalizada por el radio óptico  $R_{25}$  para cada tipo morfológico. Los resultados se muestran en la tabla 6.22. Por columnas se muestra el tipo de galaxias en cada bin, el tipo morfológico (TM), el bin de velocidades relativas en unidades de  $km/s$  y la longitud normalizada por el radio óptico promedio.

TABLA 6.22. Longitud normalizada por el radio óptico  $R_{25}$  de la barra como función de la separación proyectada.

Galaxias	TM	Bin [ $kpc$ ]	$\bar{L}/R_{25}$
Todas	S0-Sdm	[0 - 150]	$0.26 \pm 0.13$
Todas	S0-Sdm	[150 - 800]	$0.29 \pm 0.16$
Tempranas	S0	[0 - 150]	$0.25 \pm 0.09$
Tempranas	S0	[150 - 800]	$0.2 \pm 0.08$
Espirales Tempranas	Sa-Sb	[0 - 150]	$0.31 \pm 0.15$
Espirales Tempranas	Sa-Sb	[150 - 800]	$0.35 \pm 0.19$
Espirales Tardías	Sbc-Sdm	[0 - 150]	$0.2 \pm 0.14$
Espirales Tardías	Sbc-Sdm	[150 - 800]	$0.31 \pm 0.02$

De acuerdo a estos resultados en el bin de 0 a 150  $km/s$  parecería que las longitudes normalizadas por el radio óptico  $R_{25}$  de las galaxias espirales tardías es ligeramente mayor que para las lenticulares y las espirales tempranas. Por su parte en el bin de 150 a 800  $km/s$  las galaxias espirales tempranas parecería que tienen las longitudes más grandes y las galaxias lenticulares las longitudes más pequeñas. Sin embargo, estas tendencias no pueden ser confirmadas ya que las barras de error indican que no existe una diferencia significativa entre los valores promedio de la longitud normalizada por el radio  $R_{25}$  ya que estas diferencias vistas en los promedios están dentro de las barras de error.

Para dar soporte a estos resultados realizamos las tres pruebas estadísticas ya mencionadas en ambos bins. Separando de igual manera las componentes de los pares mixtos, galaxias lenticulares (componente temprana) por un lado y las galaxias espirales de todos los tipos (componente tardía) por otro, comparamos si los promedios obtenidos son o no diferentes estadísticamente. Esto lo realizamos para ambos bins de velocidad relativa. Los resultados de las pruebas estadísticas se muestran en la tabla 6.23. Por columnas se muestra el parámetro al que le aplicamos las pruebas, el bin de velocidad relativa en unidades de  $km/s$ , el valor de la probabilidad ( $[p]$ ) obtenida después de aplicar la prueba F-Test, el valor de la probabilidad ( $[p]$ ) obtenida después de aplicar la prueba T-Test y el valor de la probabilidad ( $[p]$ ) obtenida después de aplicar la prueba KS-Test.

Las pruebas estadísticas nos indican que en ninguno de los bins hay una diferencia significativa cuando comparamos los promedios de la longitud normalizada por el radio  $R_{25}$



TABLA 6.23. Pruebas estadísticas para la longitud normalizada por el radio óptico  $R_{25}$  de la barra como función de la velocidad relativa para galaxias Lenticulares y Espirales de todos tipos Morfológicos.

Parámetro	Bin [ $km/s$ ]	F-Test [ $p$ ]	T-Test [ $p$ ]	K-S Test [ $p$ ]
$L/R_{25}$	[0 - 150]	0.15	0.7	0.98
$L/R_{25}$	[150 - 800]	0.25	0.16	0.64

de las galaxias lenticulares con las galaxias espirales tanto tempranas como tardías. Nuevamente estos resultados están de acuerdo con lo visto con las barras de error de los promedios para ambos componentes de los pares mixtos.

Lo mismo hicimos para la componente tardía de los pares mixtos, ya que nos interesaba saber si hay alguna diferencia entre el valor promedio de la longitud normalizada por el radio óptico entre galaxias espirales tempranas y galaxias espirales tardías. Los resultados se muestran en la tabla 6.24. Las columnas representan lo mismo que las columnas de la tabla 6.23.

TABLA 6.24. Pruebas estadísticas para las propiedades de la barra como función de la velocidad relativa para galaxias espirales tempranas y espirales tardías.

Parámetro	Bin [ $km/s$ ]	F-Test [ $p$ ]	T-Test [ $p$ ]	K-S Test [ $p$ ]
$L/R_{25}$	[0 - 150]	0.96	0.24	0.25
$L/R_{25}$	[150 - 800]	0.17	0.79	0.94

En este caso las pruebas resultaron ser claras, en ninguno de los bins las pruebas estadísticas logran ver una diferencia significativa cuando comparamos los promedios de la longitud normalizada por el radio óptico de las espirales tempranas y espirales tardías. Nuevamente estos resultados están de acuerdo con lo visto con las barras de error de los promedios para ambos grupos de espirales.

## Fracción de barras

Además de estudiar los parámetros estructurales de las barras como función de los parámetros de interacción también estudiamos como se comporta la fracción de barras como función de la separación proyectada y la velocidad relativa.

## Separación proyectada

Para ser consistentes con los análisis anteriores consideramos los dos mismos intervalos de separaciones proyectadas, es decir, de 0 a 30  $kpc$  y de 30 a 300  $kpc$  para hacer el estudio. Tomamos todas las galaxias de disco que nos quedaron después de quitar todas aquellas con inclinaciones mayores a  $65^\circ$  y las dividimos en estos dos intervalos de separaciones proyectadas tratando de tener el mismo número de galaxias en cada bin.

Primero calculamos la fracción de barras total con la ecuación 5.1 en donde consideramos tolas galaxias de disco barradas y no barradas en cada bin. Después dividimos por tipos morfológicos S0, Sa-Sb y Sbc-Sdm en cada bin y calculamos la fracción de barras usando la ecuación 5.2. Por último calculamos la fracción de barras dividiendo en tipos tempranos y tardíos en cada uno de los bines y calculamos la fracción de barras también con la ecuación 5.2 (ver figura 5.17).

En el intervalo de separaciones de 0 a 30 *kpc* considerando un total de 55 galaxias de disco encontramos los resultados que resumimos en la tabla 6.25. Por columnas mostramos la componente, es decir, el tipo de galaxias a las cuales vamos a obtener su fracción de barras, el bin de separaciones proyectadas en unidades de *kpc*, el tipo morfológico de las galaxias (TM), el número de galaxias de disco total en el bin, el número de galaxias no barradas (NB), el número de galaxias barradas (AB/B) y la fracción de barras.

TABLA 6.25. Fracción de barras como función de la separación proyectada.

Componente	Bin [ <i>kpc</i> ]	TM	No. galaxias	NB	B/AB	$f_{bar}$
Todas	[0 - 30]	S0-Sdm	55	37	18	33% $\pm$ 4%
Lenticulares	[0 - 30]	S0	24	18	6	25% $\pm$ 2%
Espiral Temprana	[0 - 30]	Sa-Sb	21	11	10	48% $\pm$ 3%
Espiral Tardía	[0 - 30]	Sbc-Sdm	10	8	2	20% $\pm$ 2%
Temprana	[0 - 30]	S0	24	18	6	25% $\pm$ 2%
Tardía	[0 - 30]	Sa-Sdm	31	19	12	39% $\pm$ 3%

Cuando separamos por tipos morfológico (S0, Sa-Sb y Sbc-Sdm) estos resultados nos sugieren que:

1. Las galaxias espirales tempranas tienden a tener una mayor frecuencia de barras en este bin de separaciones proyectadas comparadas con las espirales tardías y lenticulares y que podría ser una tendencia real ya que no hay traslape en las barras de error de la fracción de barras entre cada tipo morfológico.
2. Cuando comparamos las fracciones de barras entre galaxias lenticulares y galaxias espirales tardías también parece haber una tendencia a encontrar más barras en galaxias lenticulares de acuerdo a las barras de error. Sin embargo este resultado se podría ver afectado por el poco número de galaxias espirales tardías que hay en el bin.
3. Estos resultados nos sugieren que las galaxias con una mayor contribución del bulbo parecerían estar favoreciendo la presencia de las barras.

Tratando de disminuir el problema del poco número de galaxias por tipos morfológicos calculamos la fracción de barras dividiendo por componentes tempranas (solo galaxias S0) y componentes tardías (galaxias Sa-Sdm). De acuerdo a los resultados de la tabla 6.25 el número de galaxias es comparable (24 S0 y 31 espirales) y encontramos que hay una tendencia a tener más barras en las galaxias espirales que en las lenticulares, pero teniendo en cuenta que la componente tardía esta dominada por espirales de tipo temprano.

En el bin de separaciones de 30 a 300  $kpc$  considerando un total de 58 galaxias de disco encontramos los resultados que resumimos en la tabla 6.26. Por columnas mostramos la componente, es decir, el tipo de galaxias a las cuales vamos a obtener su fracción de barras, el bin de separaciones proyectadas en unidades de  $kpc$ , el tipo morfológico de las galaxias (TM), el número de galaxias de disco total en el bin, el número de galaxias no barradas (NB), el número de galaxias barradas (AB/B) y la fracción de barras.

TABLA 6.26. Fracción de barras como función de la separación proyectada.

Componente	Bin [ $kpc$ ]	TM	No. galaxias	NB	B/AB	$f_{bar}$
Todas	[30 - 300]	S0-Sdm	58	43	15	26 % $\pm$ 4 %
Lenticulares	[30 - 300]	S0	26	20	6	23 % $\pm$ 2 %
Espiral Temprana	[30 - 300]	Sa-Sb	13	8	5	38 % $\pm$ 2 %
Espiral Tardía	[30 - 300]	Sbc-Sdm	19	15	4	21 % $\pm$ 2 %
Temprana	[30 - 300]	S0	26	20	6	23 % $\pm$ 2 %
Tardía	[30 - 300]	Sa-Sdm	32	23	9	28 % $\pm$ 3 %

En el bin de 30 a 300  $kpc$ , cuando separamos por tipos morfológico (S0, Sa-Sb y Sbc-Sdm) estos resultados nos sugieren que:

1. Las galaxias espirales tempranas tienden a tener una mayor frecuencia de barras en este bin de separaciones proyectadas comparadas con las espirales tardías y lenticulares y que podría ser una tendencia real como lo indican las barras de error, el mismo comportamiento que encontramos en el bin de 0 a 30  $kpc$ . Sin embargo, en este bin el número de galaxias espirales tempranas es menor que el de las galaxias lenticulares y espirales tardías.
2. Cuando comparamos las fracciones de barras entre galaxias lenticulares y galaxias espirales tardías encontramos que las fracciones son parecidas de acuerdo a las barras de error.

Tratando de disminuir el problema del poco número de galaxias por tipos morfológicos como en el bin de 0 a 30  $kpc$  calculamos la fracción de barras dividiendo por componentes tempranas (solo galaxias S0) y componentes tardías (galaxias Sa-Sdm). De acuerdo a los resultados de la tabla 6.26 el número de galaxias es comparable (26 S0 y 32 espirales) y encontramos que hay una tendencia a tener más barras en las galaxias espirales que en las lenticulares, sin embargo, en este caso la diferencia es marginal de acuerdo a los errores en las fracciones de barras de ambas componentes ya que hay un ligero traslape con sus barras de error.

Cuando comparamos las fracciones de barras entre ambos bins de separación proyectada de acuerdo a las tablas 6.25 y 6.26 encontramos:

1. La fracción de barras total parece mantenerse de acuerdo a las barras de error, es decir, no se ve afectada por la separación proyectada entre las componentes de cada par.

2. La fracción de barras de las galaxias lenticulares y espirales tardías parecen no verse afectadas por la separación proyectada ya que tienen prácticamente las mismas fracciones.
3. En la fracción de barras de las galaxias espirales tempranas si parecería haber un efecto con la separación proyectada ya que la fracción de barras tiene un cambio importante cuando la separación aumenta, es decir, hay una mayor frecuencia de espirales tempranas barradas a separaciones proyectadas pequeñas que a separaciones grandes.
4. La fracción de barras de la componente temprana (S0) se mantiene constante a cualquier separación proyectada.
5. La fracción de barras de la componente tardía (S) sufre el mismo efecto que en el caso de las espirales tempranas, es decir, hay una mayor frecuencia de espirales tempranas barradas a separaciones proyectadas pequeñas que a separaciones grandes pero en donde la contribución de las espirales tempranas esta dominando.

### Velocidad relativa

Para el caso de la velocidad relativa también consideramos los dos mismos intervalos, es decir, de 0 a 150  $km/s$  y de 150 a 800  $km/s$  para hacer el estudio. Tomamos todas las galaxias de disco que nos quedaron después de quitar todas aquellas con inclinaciones mayores a  $65^\circ$  y las dividimos en estos dos intervalos de velocidades relativas tratando de tener el mismo número de galaxias en cada bin.

Primero calculamos la fracción de barras total con la ecuación 5.1 en donde consideramos todas las galaxias de disco barradas y no barradas en cada bin. Después dividimos por tipos morfológicos S0, Sa-Sb y Sbc-Sdm en cada bin y calculamos la fracción de barras usando la ecuación 5.2. Por último calculamos la fracción de barras dividiendo en tipos tempranos y tardíos en cada uno de los bins y calculamos la fracción de barras también con la ecuación 5.2 (ver figura 5.18).

En el intervalo de separaciones de 0 a 150  $km/s$  considerando un total de 59 galaxias de disco encontramos los resultados que resumimos en la tabla 6.27. Por columnas mostramos la componente, es decir, el tipo de galaxias a las cuales vamos a obtener su fracción de barras, el bin de separaciones proyectadas en unidades de  $kpc$ , el tipo morfológico de las galaxias (TM), el número de galaxias de disco total en el bin, el número de galaxias no barradas (NB), el número de galaxias barradas (AB/B) y la fracción de barras.

Cuando separamos por tipos morfológico (S0, Sa-Sb y Sbc-Sdm) estos resultados nos sugieren que:

1. Las galaxias espirales tempranas como en el caso de la separación proyectada tienden a tener una mayor frecuencia de barras en este bin de velocidades radiales comparadas con las espirales tardías y lenticulares y que podría ser una tendencia real ya que no hay traslape en las barras de error de la fracción de barras entre cada tipo morfológico.
2. Cuando comparamos las fracciones de barras entre galaxias lenticulares y galaxias espirales tardías también parece haber una tendencia a encontrar más barras en galaxias lenticulares, sin embargo, de acuerdo a las barras de error hay una ligera

TABLA 6.27. Fracción de barras como función de la velocidad relativa.

Componente	Bin [ $km/s$ ]	TM	No. galaxias	NB	B/AB	$f_{bar}$
Todas	[0 - 150]	S0-Sdm	59	39	20	34 % $\pm$ 5 %
Lenticulares	[0 - 150]	S0	26	18	8	31 % $\pm$ 3 %
Espiral Temprana	[0 - 150]	Sa-Sb	18	10	8	44 % $\pm$ 3 %
Espiral Tardía	[0 - 150]	Sbc-Sdm	15	11	4	26 % $\pm$ 2 %
Temprana	[0 - 150]	S0	26	18	8	31 % $\pm$ 3 %
Tardía	[0 - 150]	Sa-Sdm	33	21	12	36 % $\pm$ 3 %

región de traslape lo que nos indica que podría no existir diferencia entre estas fracciones. Esto podría estar siendo afectado por el número de galaxias lenticulares que son casi el doble que las espirales tardías.

Tratando de disminuir el problema del número de galaxias por tipos morfológicos calculamos la fracción de barras dividiendo por componentes tempranas (solo galaxias S0) y componentes tardías (galaxias Sa-Sdm). De acuerdo a los resultados de la tabla 6.28 el número de galaxias es comparable (26 S0 y 33 espirales) y encontramos que la fracción de barras parece mantenerse constante, es decir, de acuerdo a las barras de error de las fracciones de barra de las componentes temprana y tardía no hay diferencia entre ellas.

En el bin de separaciones de 150 a 800  $km/s$  considerando un total de 54 galaxias de disco encontramos los resultados que resumimos en la tabla 6.28. Por columnas mostramos la componente, es decir, el tipo de galaxias a las cuales vamos a obtener su fracción de barras, el bin de separaciones proyectadas en unidades de  $kpc$ , el tipo morfológico de las galaxias (TM), el número de galaxias de disco total en el bin, el número de galaxias no barradas (NB), el número de galaxias barradas (AB/B) y la fracción de barras.

TABLA 6.28. Fracción de barras como función de la velocidad relativa.

Componente	Bin [ $km/s$ ]	TM	No. galaxias	NB	B/AB	$f_{bar}$
Todas	[150 - 800]	S0-Sdm	54	41	13	24 % $\pm$ 4 %
Lenticulares	[150 - 800]	S0	24	20	4	17 % $\pm$ 2 %
Espiral Temprana	[150 - 800]	Sa-Sb	16	9	7	44 % $\pm$ 3 %
Espiral Tardía	[150 - 800]	Sbc-Sdm	14	12	2	14 % $\pm$ 2 %
Temprana	[150 - 800]	S0	24	20	4	17 % $\pm$ 2 %
Tardía	[150 - 800]	Sa-Sdm	30	21	9	30 % $\pm$ 3 %

En el bin de 150 a 800  $km/s$ , cuando separamos por tipos morfológicos (S0, Sa-Sb y Sbc-Sdm) estos resultados nos sugieren que:

1. Las galaxias espirales tempranas tienden a tener una mayor frecuencia de barras en este bin de velocidades relativas comparadas con las espirales tardías y lenticulares y que podría ser una tendencia real como lo indican las barras de error, el mismo

comportamiento que encontramos en el bin de 0 a 150  $km/s$ . Sin embargo, la diferencia en el número de galaxias de cada tipo morfológico podría estar afectando el resultado.

2. Cuando comparamos las fracciones de barras entre galaxias lenticulares y galaxias espirales tardías encontramos que las fracciones son parecidas de acuerdo a las barras de error con el mismo problema de la diferencia en número de galaxias.

Tratando de disminuir el problema del poco número de galaxias por tipos morfológicos como en el bin de 0 a 150  $km/s$  calculamos la fracción de barras dividiendo por componentes tempranas (solo galaxias S0) y componentes tardías (galaxias Sa-Sdm). De acuerdo a los resultados de la tabla 6.28 el número de galaxias es comparable (24 S0 y 30 espirales) y encontramos que hay una tendencia a tener más barras en las galaxias espirales (componente tardía) que en las lenticulares (componente temprana) que podría ser una tendencia real de acuerdo a las barras de error.

Cuando comparamos las fracciones de barras entre ambos bins de velocidad relativa de acuerdo a las tablas 6.27 y 6.28 encontramos:

1. La fracción de barras total parece mantenerse de acuerdo a las barras de error, es decir, no se ve afectada por la velocidad relativa entre las componentes de cada par.
2. La fracción de barras de las galaxias lenticulares y espirales tardías parece que sufren algún efecto con la velocidad relativa ya que en ambos casos la fracción de barras disminuye conforme la velocidad relativa aumenta.
3. En la fracción de barras de las galaxias espirales tempranas por el contrario parecería no haber un efecto con la velocidad relativa ya que la fracción de barras se mantiene prácticamente constante.
4. La fracción de barras de la componente temprana (S0) parecería tener algún efecto con la velocidad relativa ya que a velocidades relativas mayores la fracción disminuye.
5. La fracción de barras de la componente tardía (S) parecería no sufrir ningún efecto con la velocidad relativa ya que permanece constante de acuerdo a las barras de error.

### **Separación proyectada y Velocidad relativa**

Como los parámetros ambientales separación proyectada y velocidad relativa están relacionados buscamos si existe algún efecto de tomar como condición los dos parámetros al mismo tiempo sobre la fracción de barras. Tomando nuevamente todas las galaxias de disco y separar todas aquellas que tienen separaciones proyectadas menores a 100  $kpc$  y al mismo tiempo que tuvieran velocidades relativas menores a 200  $km/s$  en un grupo y en otro el resto de las galaxias que no cumplen con estos requisitos. Con esto buscamos separar los pares con componentes más cercanas y tratar de ver si existe algún efecto debido a la interacción.

En total tenemos 57 galaxias de disco que cumplen con la condición de tener separaciones proyectadas menores a 100  $kpc$  y velocidades relativas menores a 200  $km/s$  y 57 galaxias

de disco que tienen separaciones proyectadas mayores que 100 *kpc* y velocidades relativas mayores a 200 *km/s* (ver figura 5.19). Para ambos grupos de galaxias de disco calculamos la fracción de barras con la ecuación 5.1 y los resultados son los siguientes:

1. La fracción de barras para los pares más cercanos, es decir, con separaciones proyectadas menores a 100 *kpc* y velocidades relativas menores a 200 *km/s* es  $f_b = 25\% \pm 4\%$ .
2. La fracción de barras con separaciones proyectadas mayores que 100 *kpc* y velocidades relativas mayores a 200 *km/s* es  $f_b = 34\% \pm 4\%$ .
3. Comparando estas fracciones encontramos que los pares cuyas componentes tienen separaciones grandes y velocidades relativas altas, es decir, pares en donde la interacción no es tan fuerte tienen un número mayor de a cuerdo a las barras de error que aquellos pares en donde sus componentes están interactuando más fuertemente, es decir, aquí podríamos estar viendo que la interacción si podría estar jugando un papel importante en la creación o destrucción de las barras en este tipo de ambientes.
4. [Skibba et al. (2012)] encuentran que la probabilidad de que las galaxias sean barradas se rompe para los pares de galaxias cercanos entre si, aunque con incertidumbres su resultado esta en un buen acuerdo con lo encontrado en esta tesis.

## La Fracción de barras como función del Medio Ambiente

Una vez determinada la fracción de barras en nuestra muestra de pares mixtos aislados, comparamos nuestro resultado con lo reportado en otros trabajos en diferentes medios ambientes. En la tabla 6.29 hacemos un resumen de estos resultados donde comparamos las fracciones de barras obtenidas en distintos medios ambientes y que graficamos en la figura 5.20). Por columnas se muestra el trabajo con el cual vamos a comparar nuestros resultados, el medio ambiente, el corrimiento al rojo y la fracción de barras obtenida para cada uno de ellos.

Lo que encontramos es lo siguiente:

1. La fracción de barras para galaxias en el Campo esta entre 45% y 59% en donde el método de detección de las barras es el método de ajuste de elipses ([Menéndez-Delmestre et al. (2007), Marinova & Jogee (2007), Barazza et al. (2008)]). Cuando se usa una detección visual para identificar barras la fracción de barras esta entre 29% y 30% ([Nair & Abraham 2010b, Masters et al. (2011), Lee et al. (2012)]).
2. Cuando comparamos la fracción de barras en el Campo con la fracción de barras en galaxias aisladas (Méndez-Hernández et al., en preparación) donde la fracción de barras es  $\sim 54\%$  podemos ver que son comparables cuando el método utilizado es el mismo (ajuste de elipses).
3. Lo anterior se rompe cuando la densidad de galaxias aumenta, disminuyendo la fracción de barras para ambientes como los tripletes (35%, [Hernández-Toledo et al. (2011)]) y cúmulos como Virgo ( $\sim 33\%$ , [Giordano et al. (2010)]), Coma ( $\sim 33\%$ , [Marinova et al. (2010)]) y Abell 901/902 ( $\sim 30\%$ , [Marinova et al. (2009)]).

4. En esta tesis obtuvimos una fracción de barras de  $f_{bar} = 29\% \pm 6\%$  para una muestra de pares mixtos y cuando lo comparamos con ambientes más ricos (tripletes, cúmulos) no encontramos diferencia significativa de acuerdo a las barras de error.
5. Cuando comparamos nuestro resultado con la muestra de galaxias aisladas, en donde las condiciones ambientales tienen un control similar a este trabajo encontramos que las galaxias tienen casi el doble de barras que los pares mixtos.

TABLA 6.29. Fracción de Barras como función del medio ambiente.

Trabajo	Ambiente	z	$f_{bar}$
[Menéndez-Delmestre et al. (2007)]	Campo		$\sim 59\% - \sim 67\% \pm 2\%$
[Marinova & Jogee (2007)]	Campo	$\sim 0$	$\sim 45\% \pm 7\% - \sim 58\% \pm 7\%$
[Barazza et al. (2008)]	Campo	$\sim 0.01 - 0.03$	$\sim 48\% - \sim 52\%$
[Aguerri et al. (2009)]	Campo - Intermedio	$\sim 0.01 - 0.04$	$\sim 45\%$
[Nair & Abraham 2010b]	Campo	$\sim 0.01 - 0.1$	$\sim 30\%$
[Masters et al. (2011)]	Campo	$\sim 0.01 - 0.06$	$29\% \pm 0.5\%$
[Lee et al. (2012)]	Campo	$\sim 0.02 - 0.05489$	$30.4\%$
Méndez-Hernández (en ppracion)	Galaxias Aisladas		$54\% \pm 4\%$
<b>Este trabajo</b>	<b>Pares Mixtos</b>		$29 \pm 6\%$
[Hernández-Toledo et al. (2011)]	Tripletes		$\sim 35$
[Barazza et al. (2009)]	Grupos/Cúmulos	$\sim 0.34 - 0.8$	$\sim 24\%$
[Giordano et al. (2010)]	Cúmulo de Virgo	$\sim 0.02$	$33.3 \pm 4.4\%$
[Marinova et al. (2010)]	Núcleo de Coma	$\sim 0.02$	$33 \pm 9\%$
[Marinova et al. (2009)]	Cúmulos A901/902	$\sim 0.165$	$30\%_{-3}^{+10}$

Por otro lado nos interesaba saber como se comparta la fracción de barras en estos mismos ambientes pero divididos por tipos morfológicos. Para hacer este estudio elegimos aquellos trabajos en donde hacen los mismos bins en tipo morfológico (S0, Sa-Sb, Sbc-Sm) como se muestra en la figura 5.21. Sin embargo, es importante mencionar que en estos estudios los resultados dependen mucho de la selección de la muestra, de las condiciones ambientales, del número de galaxias en cada bin y del método para detectar las barras. En la tabla 6.30 mostramos un resumen de estos resultados. Por columnas se muestra el trabajo con el cual vamos a comparar nuestros resultados, el medio ambiente, la fracción de barras para galaxias S0, la fracción de barras para galaxias Sa-Sb y la fracción de barras para galaxias Sbc-Sm.

TABLA 6.30. Fracción de Barras como función del medio ambiente dividido por tipos morfológicos.

Trabajo	Ambiente	$f_{S0}$	$f_{Sa-Sb}$	$f_{Sbc-Sm}$
[Aguerri et al. (2009)]	Campo - Intermedio	$\sim 29\%$	$\sim 55\%$	$\sim 54\%$
Méndez-Hernández (en ppracion)	Galaxias Aisladas	$\sim 24\%$	$41\% \pm 7\%$	$52\% \pm 6\%$
<b>Este trabajo</b>	<b>Pares Mixtos</b>	$24\% \pm 4\%$	$44\% \pm 4\%$	$20\% \pm 3\%$
[Giordano et al. (2010)]	Cúmulo de Virgo	$36.2\% \pm 8.5\%$	$45.3\% \pm 11.1\%$	$25.7\% \pm 5.4\%$
[Marinova et al. (2010)]	Núcleo de Coma	$47\% \pm 11\%$	$43\% \pm 11\%$	$11\% \pm 10\%$



Lo que encontramos es que las galaxias espirales tempranas (Sa-Sb) tienen una fracción de barras muy similar en todos los ambientes, desde galaxias aisladas hasta cúmulos y es ligeramente mayor en el campo. Las espirales tardías (Sbc-Sm) presentan una diferencia importante en las fracciones de barras del campo y aisladas comparadas con ambientes más densos incluido este trabajo, es decir, que parece haber una mayor incidencia de galaxias tardías con barra en ambientes con poca densidad que en aquellos en donde la densidad es alta. Para el caso de las galaxias lenticulares se puede ver que la fracción de barras en el campo y en galaxias aisladas es muy similar a la obtenida en este trabajo para pares mixtos de galaxias pero esta fracción crece para ambientes más densos como los cúmulos de Virgo y Coma.

### La Fracción de barras para galaxias S0s como función del Medio Ambiente

Debido a que las galaxias lenticulares son las más comunes en ambientes densos (grupos y cúmulos), nos interesaba saber como es la fracción de barras en distintos ambientes para saber si esto podría afectar a las galaxias de disco. Aquí comparamos nuestro resultado con ambientes como el Campo, Aisladas y cúmulos. Para esto graficamos la fracción de barras para galaxias lenticulares en todos estos ambientes (5.22) y los resultado se muestran en la tabla 6.31. Por columnas se muestra el trabajo con el cual vamos a comparar nuestros resultados, el medio ambiente, el corrimiento al rojo y la fracción de barras para galaxias lenticulares.

TABLA 6.31. Fracción de Barras en galaxias S0 para diferentes ambientes.

Trabajo	Ambiente	z	$f_{bar}$ en S0
[Agueri et al. (2009)]	Campo - Intermedio	$\sim 0.01 - 0.04$	29 %
[Barway et al. (2011)]	Campo	$\leq 0.05$	15 %
[Nair & Abraham 2010b]	Campo	$\sim 0.01 - 0.1$	12 %
[Marinova et al. (2009)]	Cúmulos A901/902	$\sim 0.165$	$39 \pm 8$
[Thompson (1981)]	Núcleo de Coma	$\sim 0.02$	$42 \pm 7 \%$
[Marinova et al. (2010)]	Núcleo de Coma	$\sim 0.02$	$47 \pm 11 \%$
[Marinova et al. (2012)]	Núcleo de Coma	$\sim 0.02$	$50 - 60 \% \pm 11 \%$
[Giordano et al. (2010)]	Cúmulo de Virgo	$\sim 0.02$	$28.7 \pm 6.3 \%$
Méndez-Hernández (en ppracion)	Galaxias Aisladas		24 %
<b>Este trabajo</b>	<b>Pares Mixtos</b>		$24 \pm 4 \%$

En este caso encontramos que la fracción de barras obtenida de galaxias en el campo es comparable con la obtenida en galaxias aisladas y en este trabajo de pares mixtos, sin embargo, conforme la densidad de galaxias aumenta la fracción de barras parece aumentar, es decir, que las galaxias lenticulares tienden a tener más barras en ambientes como cúmulos sobre todo en las regiones centrales en donde el número de galaxias lenticulares es alto en comparación con otros tipos morfológicos. Sin embargo, las diferencias en estos resultados pueden deberse a la selección de las muestras, el número de galaxias en cada una de ellas y el método de detección de barras.



En este capítulo presentamos un resumen del trabajo a futuro para complementar los estudios realizados en esta tesis.

En esta tesis mostramos un conjunto de casos difíciles en los cuales la detección de las barras resultaban ser complicadas y para los cuales utilizamos el método de filtrado de imágenes. Sin embargo, para saber cuanto error estamos cometiendo en la estimación de los parámetros estructurales de las barras como la longitud y la elipticidad, estamos haciendo un estudio de los sistemáticos a través de modelos de distribución de brillo como la técnica de pares potencial-densidad o la descomposición 2D con el programa GALFIT.

Para estudiar los posibles efectos de los bulbos haremos un estudio similar al que hicimos en esta tesis con nuestra clasificación detallada pero ahora utilizando los índices de Sérsic obtenidos de la descomposición bulbo-disco realizada con el programa GALFIT.

Para complementar el estudio que realizamos con las propiedades estructurales de las barras y su galaxia anfitrion haremos un estudio de la relación entre los colores y la masa de las galaxias anfitrion con las propiedades estructurales de las barras.

De la implementación de los métodos de detección que hicimos en esta tesis obtuvimos detalles estructurales de las galaxias con lo cual pretendemos generar un catálogo morfológico de pares mixtos en el hemisferio norte. Este mismo nivel de detalle se obtuvo para todas las galaxias elípticas de nuestra muestra con lo cual podemos hacer un estudio independiente solo de esta componente.

A partir de los resultados encontrados en esta tesis y los planteados aquí arriba estamos en preparación para reportarlos en artículos de investigación.

Con el trabajo realizado por Méndez-Hernández et al. (en preparación) sobre la fracción de barras en galaxias aisladas con el ambiente bien controlado y el trabajo de esta tesis con el mismo control ambiental haremos una comparación de las propiedades estructurales de las barras en ambas muestras para tratar de estudiar mejor la influencia del medio ambiente en la formación o destrucción de las barras.

Además en esta muestra de galaxias aisladas haremos un estudio para tratar de encontrar alguna correlación entre las propiedades de las barras y sus galaxias anfitrion con su posición relativa en la red cósmica: Voids, Paredes y Filamentos, basado en el algoritmo Spine Web [Aragón-Calvo et al. 2007].

# Apéndice A

## Pruebas al método Sharp Filtered Image

La primera prueba que realizamos fue en aquellas galaxias en las que los métodos de ajuste isofotal y análisis de Fourier no detectaron la presencia de una barra, para evitar tener algún sesgo en la detección de estos métodos. La figura A.1 muestra las imágenes filtradas generadas con funciones gaussianas circulares y elípticas de la componente **a** del par **KPG526**, en la cual no se detectó una barra. La primera fila está dividida en cinco columnas que muestran las imágenes obtenidas de la convolución con una función gaussiana circular, es decir, con un cociente de semi-ejes  $y/x = 1$  y con tamaños diferentes de  $\sigma = 2, 3, 5, 7$  y  $10$  píxeles de izquierda a derecha, respectivamente (imágenes de referencia). La segunda fila muestra las imágenes obtenidas de la convolución con una función gaussiana casi circular, con un cociente de semi-ejes  $y/x = 0.8$  y con tamaños diferentes de  $\sigma = 2, 3, 5, 7$  y  $10$  píxeles de izquierda a derecha, respectivamente. La tercera fila muestra las imágenes obtenidas de la convolución con una función gaussiana elongada, con un cociente de semi-ejes  $y/x = 0.5$  y con tamaños diferentes de  $\sigma = 2, 3, 5, 7$  y  $10$  píxeles de izquierda a derecha, respectivamente. Y la última fila muestra las imágenes obtenidas de la convolución con una función gaussiana muy elongada, con un cociente de semi-ejes  $y/x = 0.2$  y con tamaños diferentes de  $\sigma = 2, 3, 5, 7$  y  $10$  píxeles de izquierda a derecha, respectivamente. Para los cuatro casos el ángulo de orientación del semi-eje mayor de las aperturas circulares o elípticas fue de  $0^\circ$ . Como podemos ver en la figura, a pesar de las modificaciones en cuanto a la forma y tamaño de la función gaussiana el resultado fue que no se detecta alguna barra como lo mostraba la primera fila con las imágenes de referencia obtenidas con una función gaussiana circular. Sin embargo, cuando el cociente de semi-ejes es  $0.2$  parece generarse alguna estructura elongada perpendicular a la orientación del semi-eje de las elipses, pero que no es real.

En la figura A.2 se muestra un mosaico de imágenes filtradas para la misma componente del par **KPG526** de la figura A.1. En éste caso la primera fila muestra las imágenes de referencia obtenidas de la convolución de una función gaussiana circular, pero con un ángulo de orientación de  $45^\circ$ . Las columnas representan los distintos valores de  $\sigma = 2, 3, 5, 7$  y  $10$  píxeles, de izquierda a derecha, respectivamente. Aquí, de nuevo no hay una clara evidencia de la presencia de una barra sin importar el tamaño, forma u orientación de la función gaussiana. Al igual que en el caso anterior, cuando el cociente de semi-ejes es  $0.2$  estructuras ficticias elongadas aparecen en las imágenes.

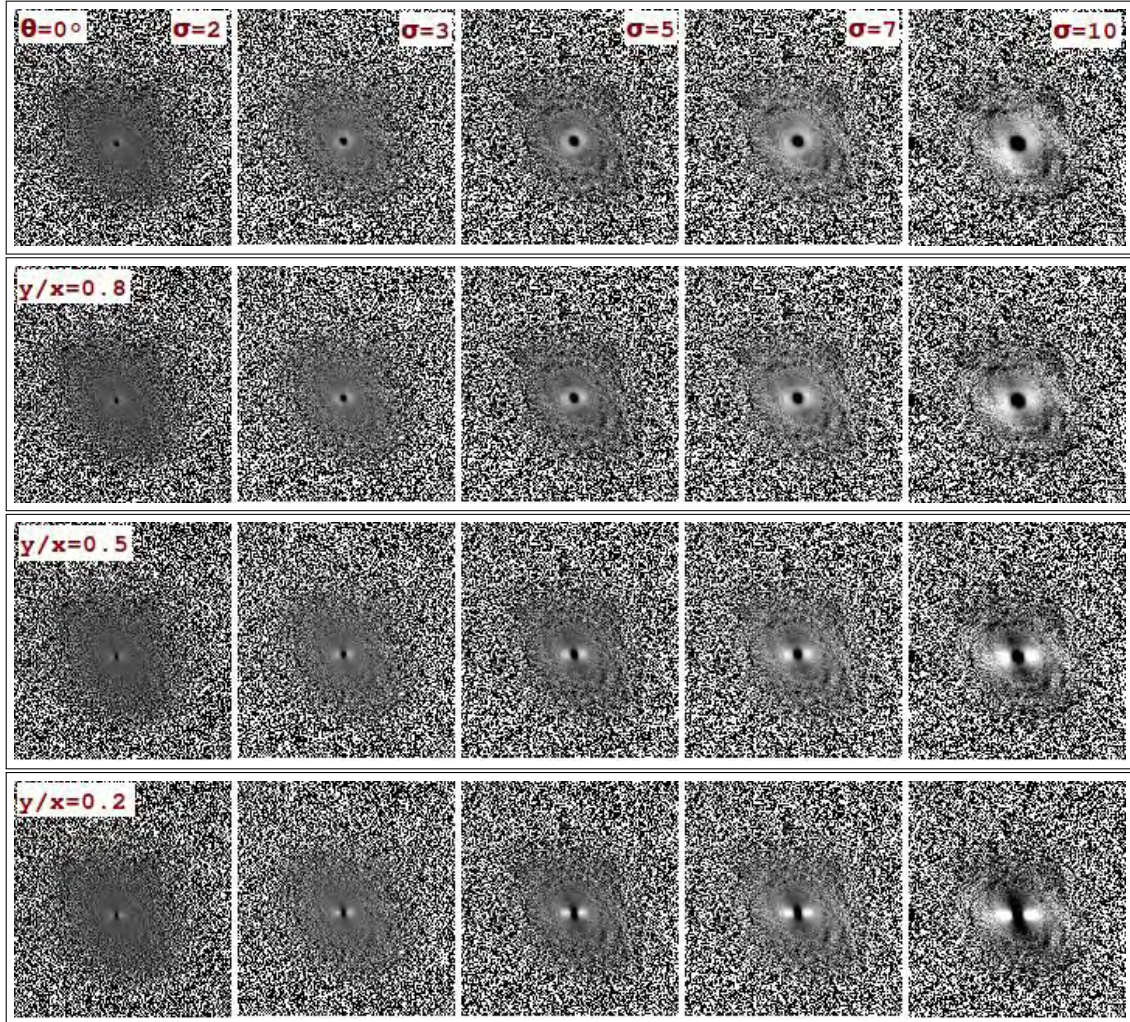


FIGURA A.1. Mosaico de imágenes filtradas de la componente  $a$  del par **KPG526** con un ángulo de orientación  $\theta = 0^\circ$ . La primera fila corresponde a imágenes obtenidas de la convolución con una función gaussiana circular como referencia. Las filas 2, 3 y 4 corresponden a funciones gaussianas elípticas con cocientes de semi-ejes  $y/x = 0.8, 0.5, 0.2$  respectivamente. Las columnas 1, 2, 3, 4 y 5 corresponden al ancho de la función gaussiana con valores de  $\sigma = 2, 3, 5, 7$  y 10 píxeles, en orden de izquierda a derecha.

Por último, la figura A.3 muestra un mosaico de imágenes filtradas de la misma componente de las figuras A.1 y A.2 del par **KPG526**. Como en los casos anteriores la primer fila muestra las imágenes de referencia obtenidas de la convolución con una función gaussiana circular pero con un ángulo de orientación de  $90^\circ$ . Las columnas representan los distintos valores de  $\sigma = 2, 3, 5, 7$  y 10 píxeles, de izquierda a derecha, respectivamente. Como en los casos anteriores ni las imágenes de referencia con una función gaussiana circular ni las imágenes generadas con funciones gaussianas elípticas muestran una clara evidencia de la presencia de una barra. De estas pruebas realizadas a las galaxias no barradas concluimos que la orientación, forma y tamaño de las funciones gaussianas no cambia el resultado de los métodos fotométricos para una galaxia no barrada, es decir, las imágenes filtradas tampoco detectan la presencia de una barra.

Por otro lado, para galaxias barradas obtuvimos varios resultados: Cuando tomamos un ángulo de orientación  $\theta = 0^\circ$  y cambiamos la forma y tamaño de la función gaussiana

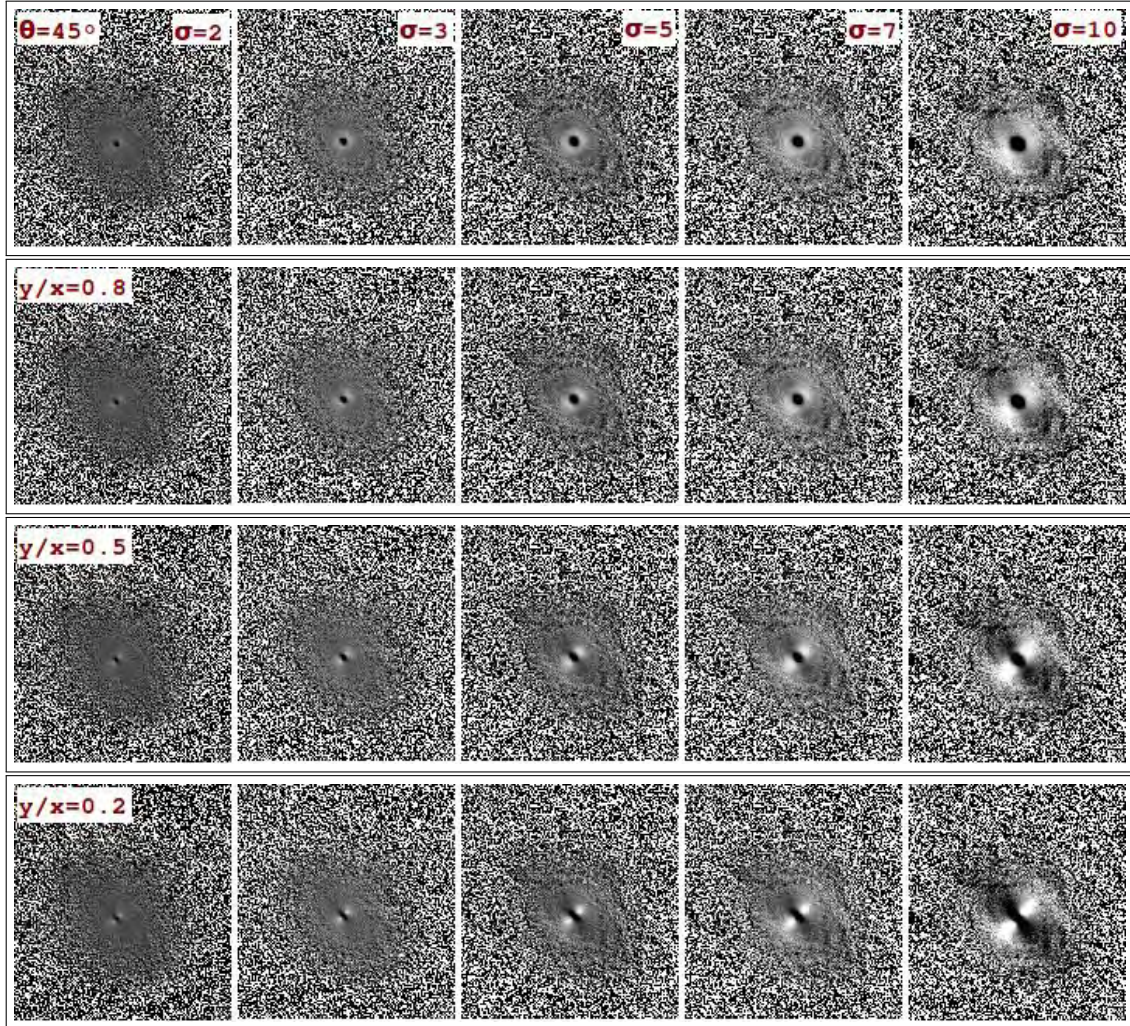


FIGURA A.2. Mosaico de imágenes filtradas de la componente  $a$  del par **KPG526** con un ángulo de orientación  $\theta = 45^\circ$ . La primera fila corresponde imágenes obtenidas de la convolución con a una función gaussiana circular como referencia. Las filas 2, 3 y 4 corresponden a funciones gaussianas elípticas con cocientes de semi-ejes  $y/x = 0.8, 0.5, 0.2$  respectivamente. Las columnas 1, 2, 3, 4 y 5 corresponden al ancho de la función gaussiana con valores de  $\sigma = 2, 3, 5, 7$  y 10 píxeles, en orden de izquierda a derecha.

la barra es resaltada aún más. Por ejemplo, en la figura A.4 se muestra un mosaico de imágenes de la componente  $b$  del par **KPG63**, obtenidas de la convolución con una función gaussiana con un ángulo de orientación  $\theta = 0^\circ$ . La primer fila muestra las imágenes de referencia con las cuales detectamos la barra. Estas imágenes fueron obtenidas de la convolución de una función gaussiana circular y distintos tamaños con valores para  $\sigma = 2, 3, 5, 7$  y 10 píxeles representados por las columnas de izquierda a derecha respectivamente. Las filas 2, 3 y 4 muestran las imágenes filtradas obtenidas de la convolución con una función gaussiana casi circular ( $y/x = 0.8$ ), elongada ( $y/x = 0.5$ ) y muy elongada ( $y/x = 0.2$ ) respectivamente. Como se puede apreciar, mientras más elíptica se tome la forma de la función gaussiana, la barra se sigue detectando aunque tiende a distorsionarse para formas muy elípticas ( $y/x = 0.2$ ). También para tamaños de  $\sigma = 2, 3$  y 5 píxeles, la presencia de la barra es más clara que para valores de  $\sigma = 7$  y 10 píxeles. En éste caso el ángulo de orientación del semieje mayor de las elipses es casi perpendicular a los

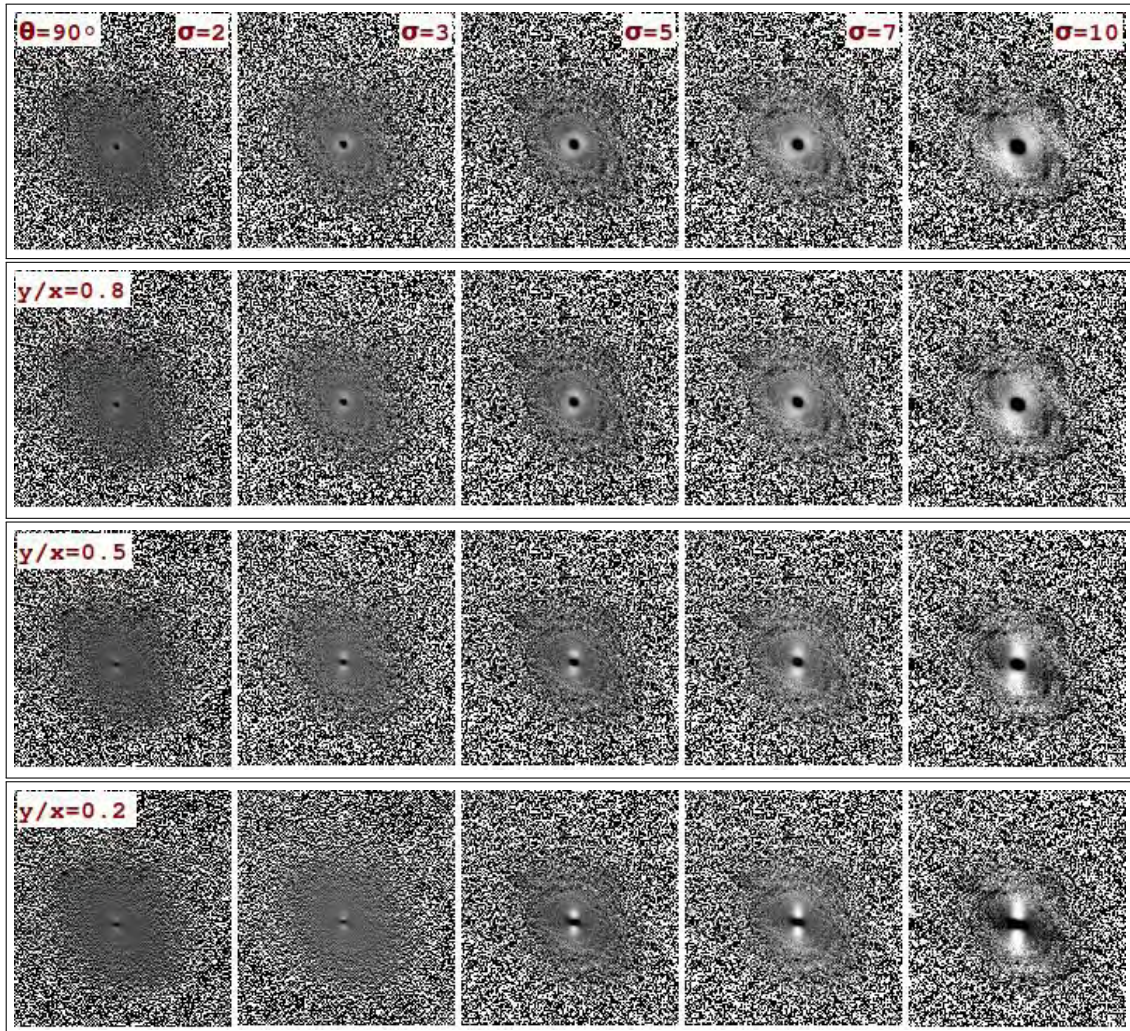


FIGURA A.3. Mosaico de imágenes filtradas de la componente  $a$  del par **KPG526** con un ángulo de orientación  $\theta = 90^\circ$ . La primera fila corresponde imágenes obtenidas de la convolución con a una función gaussiana circular como referencia. Las filas 2, 3 y 4 corresponden a funciones gaussianas elípticas con cocientes de semi-ejes  $y/x = 0.8, 0.5, 0.2$  respectivamente. Las columnas 1, 2, 3, 4 y 5 corresponden al ancho de la función gaussiana con valores de  $\sigma = 2, 3, 5, 7$  y 10 pixeles, en orden de izquierda a derecha.

parámetros geométricos del disco e incluso de la barra, permitiendo que la barra quede mejor resaltada.

Cuando tomamos un ángulo de orientación  $\theta = 90^\circ$  y cambiamos la forma y tamaño de la función gaussiana, la barra tiende a desaparecer. Por ejemplo, para la misma galaxia de la figura A.4, obtuvimos imágenes filtradas a partir de una función gaussiana pero con un ángulo de orientación de  $90^\circ$ , que se muestra en la figura A.5. La primer fila de igual manera muestra las imágenes de referencia con las cuales detectamos la barra. Estas imágenes fueron obtenidas de la convolución de una función gaussiana circular y distintos tamaños con valores para  $\sigma = 2, 3, 5, 7$  y 10 pixeles, representados por las columnas de izquierda a derecha respectivamente. Las filas 2, 3 y 4 muestran las imágenes filtradas obtenidas de la convolución con una función gaussiana con cocientes de semi-ejes de 0.8, 0.5 y 0.2 respectivamente. En éste caso la figura muestra que cuando el ángulo de orientación de las funciones gaussianas elípticas es muy parecido al ángulo de posición de la barra,

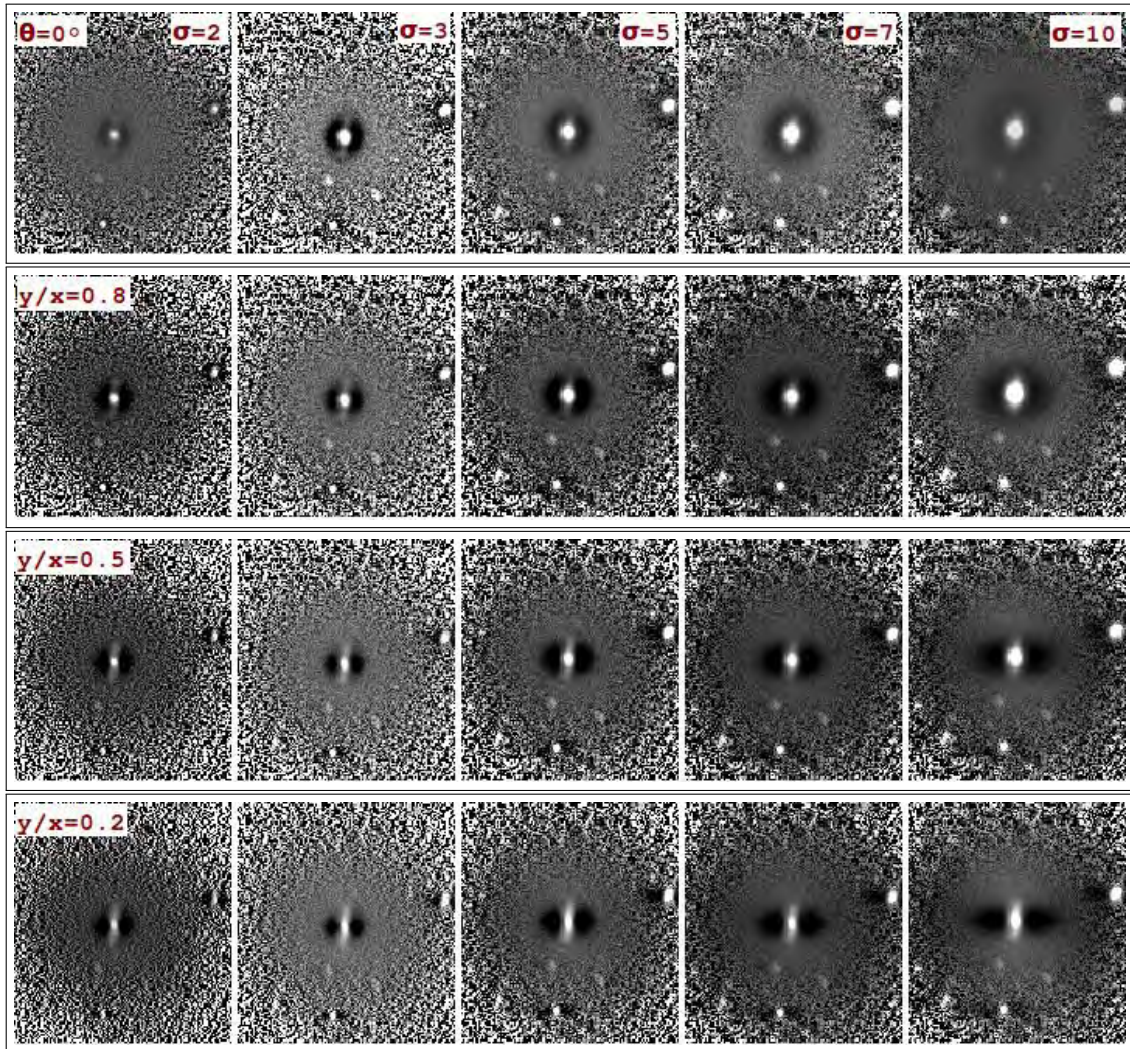


FIGURA A.4. Mosaico de imágenes filtradas de la componente  $b$  del par **KPG63** con un ángulo de orientación  $\theta = 0^\circ$ . La primera fila corresponde imágenes obtenidas de la convolución con a una función gaussiana circular como referencia. Las filas 2, 3 y 4 corresponden a funciones gaussianas elípticas con cocientes de semi-ejes  $y/x = 0.8, 0.5, 0.2$  respectivamente. Las columnas 1, 2, 3, 4 y 5 corresponden al ancho de la función gaussiana con valores de  $\sigma = 2, 3, 5, 7$  y 10 pixeles, en orden de izquierda a derecha.

ésta tiende a desaparecer como era de esperarse, contrario a lo que pasa cuando el ángulo de orientación es perpendicular al ángulo de posición de la barra, como en el caso de la figura A.4. Mientras más elíptica sea la forma de la función gaussiana, la barra desaparece por completo independientemente de los valores de  $\sigma = 2, 3, 5, 7$  y 10 adoptados. Por otro lado cuando la función gaussiana con cociente de semi-ejes  $y/x = 0.2$  estructuras elongadas en el semieje menor de las elipses aparecen, sin embargo, no son reales.

Otro ejemplo de esto se muestra en la figura A.6 en la que se muestra el par **KPG359**. Aquí la componente  $a$  muestra una barra muy bien definida, la cual va desapareciendo a medida que la función gaussiana es más elíptica. éste procedimiento fue muy útil en los casos en los que se sospechaba de la existencia de una barra principalmente para el caso de barras pequeñas cuya longitud se encuentra entre  $\sim 5$  y 10 pixeles.

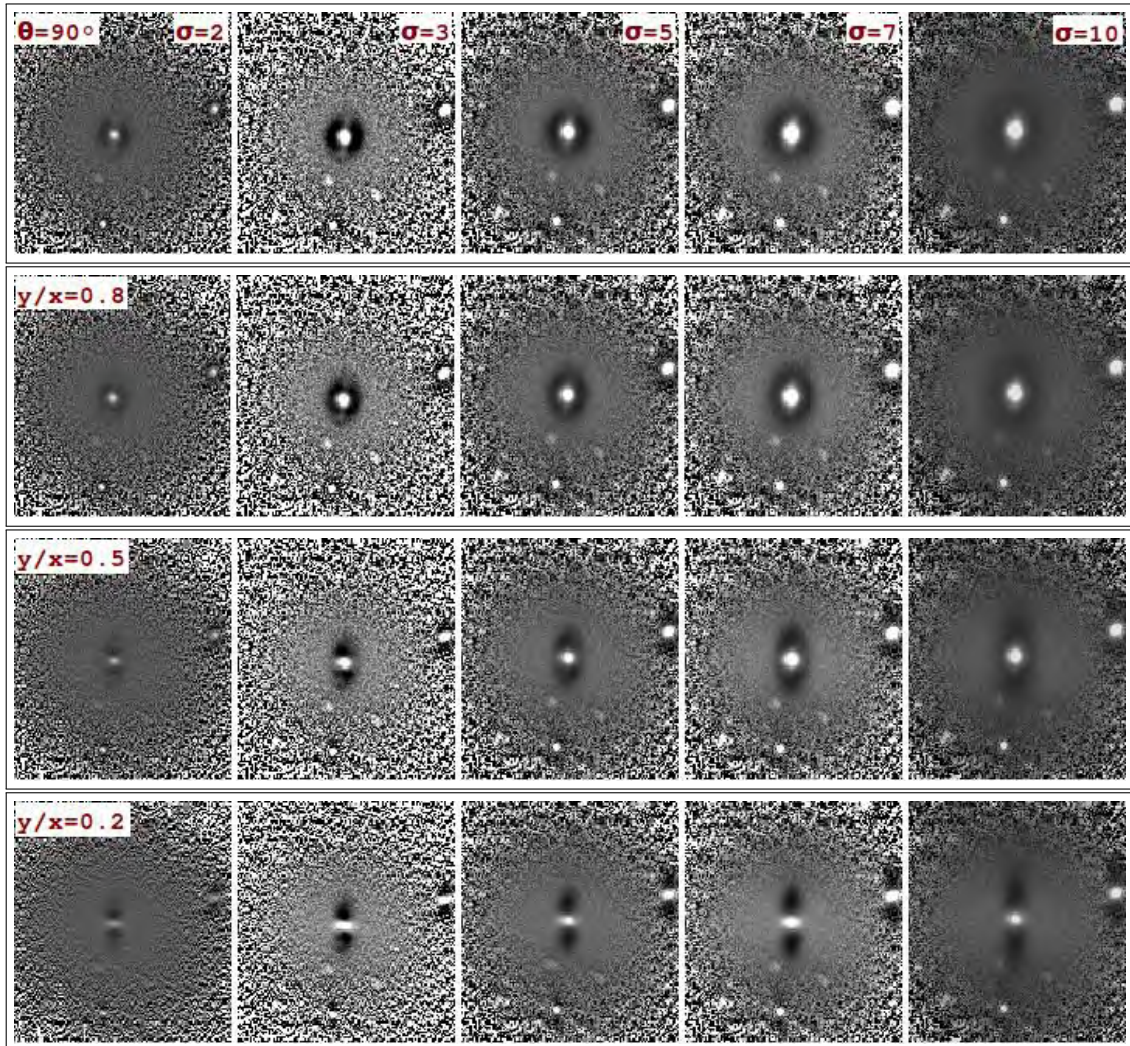


FIGURA A.5. Mosaico de imágenes filtradas de la componente  $b$  del par **KPG63** con un ángulo de orientación  $\theta = 90^\circ$ . La primera fila corresponde imágenes obtenidas de la convolución con una función gaussiana circular como referencia. Las filas 2, 3 y 4 corresponden a funciones gaussianas elípticas con cocientes de semi-ejes  $y/x = 0.8, 0.5, 0.2$  respectivamente. Las columnas 1, 2, 3, 4 y 5 corresponden al ancho de la función gaussiana con valores de  $\sigma = 2, 3, 5, 7$  y 10 píxeles, en orden de izquierda a derecha.



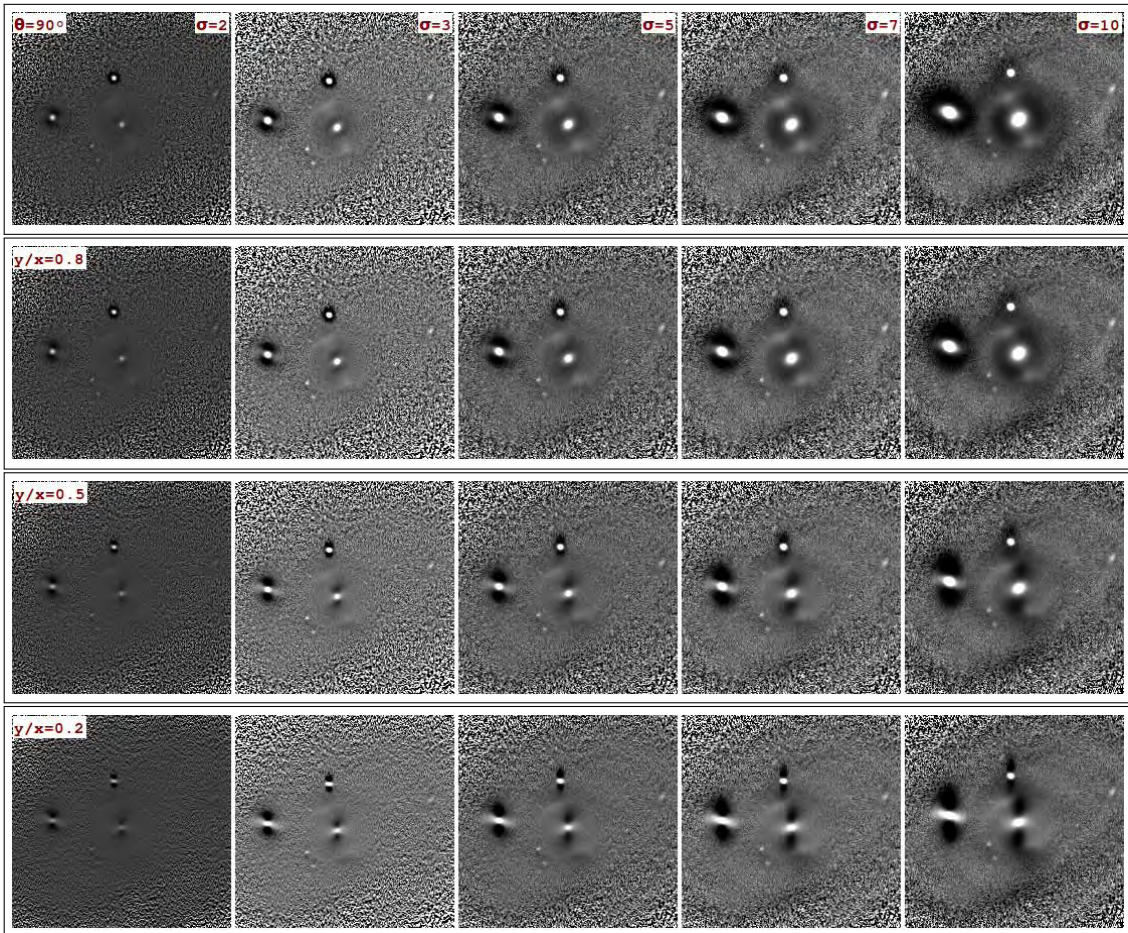


FIGURA A.6. Mosaico de imágenes filtradas de la componente  $a$  del par **KPG359** con un ángulo de orientación  $\theta = 90^\circ$ . La primera fila corresponde imágenes obtenidas de la convolución con a una función gaussiana circular como referencia. Las filas 2, 3 y 4 corresponden a funciones gaussianas elípticas con cocientes de semi-ejes  $y/x = 0.8, 0.5, 0.2$  respectivamente. Las columnas 1, 2, 3, 4 y 5 corresponden al ancho de la función gaussiana con valores de  $\sigma = 2, 3, 5, 7$  y 10 píxeles, en orden de izquierda a derecha.

# Apéndice B

## Muestra y parámetros utilizados

TABLA B.1. Muestra final de pares mixtos (E/S0 + S)

Par	C	Tipo	$e_{rep}^{gal}$	$PA_{rep}^{gal}$	$r_{rep}^{gal}$ [pix]	$r_{rep}^{gal}$ ["]	$i_{rep}^{gal}$	$r_{esc}$ ["]	$r_{eff}$ ["]	$V_{rad}$ [km/s]	$V_{rel}$ [km/s]	$Sep_{ang}$ [']	$Sep_{proy}$ [kpc]	$logd_{25}$ [log(0.1')]	$logr_{25}$	escala [" / pix]
PAR 1	a	SBa	0.512	74.29	80	32.00	62.97	11.7*	–	5455.8	385.4	0.65	13.27	1.001	0.086	0.4
PAR 1	b	SAB0	0.263	-43.39	60	24.00	43.61	4.73*	–	5070.4	385.4	0.65	13.27	1.068	0.257	0.4
PAR 2	a	SB0	0.077	2.27	23	11.73	23.12	12.49	–	5436.1	50.2	0.56	11.86	1.081	0.100	0.51
PAR 2	b	Sbc(s)	0.646	-69	70	35.70	72.65	6.89	–	5486.3	50.2	0.56	11.86	0.985	0.332	0.51
PAR 3	a	Sdm(r)	0.390	-59.6	119	30.11	53.97			14288.1	255.7	0.92	51.44	0.999	0.246	0.253
PAR 3	b	RS0(r)	0.299	3.95	89	22.52	46.7			14543.8	255.7	0.92	51.44	0.946	0.185	0.253
PAR 4	a	Sa	0.278	29.45	60	23.64	44.92			5259.5	67.7	5.15	104.38	0.921	0.182	0.394
PAR 4	b	S0	0.175	-75.45	60	23.64	35.22			5191.8	67.7	5.15	104.38	1.182	0.024	0.394
PAR 5	a	S0	0.236	-76.4	44	22.44	41.18	5.21	–	12432.6	207.9	1.34	65.15	0.895	0.124	0.51
PAR 5	b	Sc(r)	0.163	82.23	40	20.40	33.95	9.59	–	12640.5	207.9	1.34	65.15	0.873	0.106	0.51
PAR 6	a	Sbc	0.809	-71.02	60	30.60	89.78	7.64	–	5868.7	85.3	0.51	11.69	0.623	0.575	0.51
PAR 6	b	S0	0.211	21.21	45	22.95	38.83	10.43	–	5954.0	85.3	0.51	11.69	0.955	0.195	0.51
PAR 7	a	Sc(r)	0.346	31.43	150	76.50	50.54	20.29	–	3212.5	126.5	4.49	54.84	1.220	0.340	0.51

Tabla B.1 – continua de la página anterior

Par	C	Tipo	$e_{rep}^{gal}$	$PA_{rep}^{gal}$	$r_{rep}^{gal}$ [pix]	$r_{rep}^{gal}$ ["]	$i_{rep}^{gal}$	$r_{esc}$ ["]	$r_{eff}$ ["]	$V_{rad}$ [km/s]	$V_{rel}$ [km/s]	$Sep_{ang}$ [']	$Sep_{proy}$ [kpc]	$log_{25}$ [log(0.1')]	$log_{r25}$	escala ["]
PAR 7	b	SB0	–	–	–	–	–	–	–	3086.0	126.5	4.49	54.84	1.058	0.240	–
PAR 8	a	Sbc(r)	0.541	86.07	60	30.60	59.13	12.56	–	4916.2	164.5	2.02	37.87	1.145	0.277	0.51
PAR 8	b	SAB0	0.397	128.41	55	28.05	54.5	7.67	–	4751.7	164.5	2.02	37.87	0.907	0.260	0.51
PAR 9	a	E	0.094	62.05	59	30.09	25.59	–	6.72	6380.3	10.9	2.39	59.19	1.095	0.051	0.51
PAR 9	b	Sbc	0.627	73.59	50	25.50	71.25	9.13	–	6391.2	10.9	2.39	59.19	0.958	0.479	0.51
PAR 10	a	Sd	0.525	58.95	55	28.05	63.91	9.35	–	3612.1	34.2	2.48	34.91	0.915	0.472	0.51
PAR 10	b	SB0	0.047	66.8	50	25.50	18.01	7.61	–	3646.3	34.2	2.48	34.91	1.037	0.003	0.51
PAR 11	a	E	0.099	-88.43	39	19.89	26.28	–	6.38	7061.5	136.6	0.68	18.80	0.737	0.000	0.51
PAR 11	b	Sbc	0.056	42.4	40	20.40	19.67	6.54	–	7198.1	136.6	0.68	18.80	0.813	0.034	0.51
PAR 12	a	Sab	0.597	83.49	46	23.46	69.07	4.59	–	5670.2	469.2	0.76	16.02	0.889	0.422	0.51
PAR 12	b	S0	0.280	-37.62	46	23.46	45.09	10.20	–	5201.0	469.2	0.76	16.02	0.979	0.156	0.51
PAR 13	a	S0	0.369	58.41	80	40.80	52.35	19.65	–	5077.7	34.8	3.50	69.16	1.239	0.281	0.51
PAR 13	b	Sbc	0.287	-86.17	100	51.00	45.69	13.00	–	5112.5	34.8	3.50	69.16	1.286	0.186	0.51
PAR 14	a	SBB(r)	0.486	31.26	120	47.28	61.1	3.94	–	4555.2	225.4	4.58	78.91	1.011	0.232	0.394
PAR 14	b	S0	0.443	-29.32	50	19.70	57.95	6.67	–	4329.8	225.4	4.58	78.91	0.817	0.190	0.394
PAR 15	a	S0	0.359	108.41	38	19.38	51.57	12.77	–	8392.8	168.3	0.71	23.34	1.086	0.252	0.51
PAR 15	b	Sd	0.411	121.11	48	24.48	55.56	7.99	–	8561.1	168.3	0.71	23.34	1.032	0.160	0.51
PAR 16	a	Sd	0.575	51.28	100	39.40	67.49	15.05	–	2674.8	562.3	3.48	32.30	1.377	0.336	0.394
PAR 16	b	RS0pec	0.180	34.61	79	31.13	35.74	18.32	–	2112.5	562.3	3.48	32.30	1.429	0.165	0.394
PAR 17	a	Sb	0.633	-16.9	46	23.46	71.69	7.65	–	7244.4	15.7	1.51	42.47	0.947	0.400	0.51
PAR 17	b	SB0	0.226	-74.93	50	25.50	40.25	17.85	–	7260.1	15.7	1.51	42.47	0.954	0.110	0.51
PAR 18	a	Sb	0.295	76.37	34	17.34	46.37	5.05	–	10648.5	385.5	0.72	30.27	0.740	0.197	0.51
PAR 18	b	E	0.409	-23.71	40	20.40	55.41	–	9.95	11034.0	385.5	0.72	30.27	0.831	0.219	0.51
PAR 19	a	SABb(r)	0.163	6.38	80	40.80	33.95	16.75	–	4935.1	2515.9	0.67	16.09	1.037	0.085	0.51
PAR 19	b	E	0.084	25.65	56	28.56	24.17	–	8.99	7451.0	2515.9	0.67	16.09	0.828	0.167	0.51
PAR 20	a	E	0.188	76.71	44	22.44	36.56	–	5.14	8201.6	18.7	1.30	41.40	0.860	0.006	0.51
PAR 20	b	Sb(r)	0.132	-63.63	45	22.95	30.45	5.77	–	8220.3	18.7	1.30	41.40	0.786	0.172	0.51
PAR 21	a	SABb	0.373	-11.23	60	30.60	52.66	10.03	–	4282.5	163.4	0.60	10.16	1.067	0.254	0.51
PAR 21	b	S0	0.394	-28.83	50	25.50	54.27	13.01	–	4445.9	163.4	0.60	10.16	1.032	0.127	0.51
PAR 22	a	S0	0.537	21.5	46	23.46	64.77	9.07	–	4750.0	219.7	2.08	37.43	0.967	0.403	0.51
PAR 22	b	SABb	0.440	23.02	80	40.80	57.73	11.79	–	4530.3	219.7	2.08	37.43	1.147	0.283	0.51
PAR 23	a	SABb	0.186	85.1	20	10.20	36.35	4.90	–	4875.8	706.9	0.36	6.31	0.760	0.149	0.51

Tabla B.1 – continua de la página anterior

Par	C	Tipo	$e_{rep}^{gal}$	$PA_{rep}^{gal}$	$r_{rep}^{gal}$ [pix]	$r_{rep}^{gal}$ ["]	$i_{rep}^{gal}$	$r_{esc}$ ["]	$r_{eff}$ ["]	$V_{rad}$ [km/s]	$V_{rel}$ [km/s]	$Sep_{ang}$ [']	$Sep_{proy}$ [kpc]	$logd_{25}$ [log(0.1')]	$logr_{25}$	escala ["]
PAR 23	b	S0	0.515	82.97	30	15.30	63.19	6.47	–	4168.9	706.9	0.36	6.31	0.859	0.240	0.51
PAR 24	a	Sc(r)	0.251	32.91	80		42.54			2692.9	498.6	6.32	59.89	1.348	0.109	
PAR 24	b	E	0.221	85.32	70		39.78			2194.3	498.6	6.32	59.89	1.484	0.115	
PAR 25	a	E	0.128	-11.81	49	24.99	29.97	–	4.67	3442.7	166.2	1.21	15.77	0.969	0.047	0.51
PAR 25	b	SBb	0.417	-88.4	40	20.40	56.01	6.32	–	3276.5	166.2	1.21	15.77	0.851	0.260	0.51
PAR 26	a	S0	0.382	-70.48	27	13.77	53.35			7000.2	2.1	0.53	14.39	0.779	0.250	0.51
PAR 26	b	Sb	0.483	10.77	30	15.30	60.88			6998.1	2.1	0.53	14.39	0.807	0.122	0.51
PAR 27	a	Sb	0.726	-36.66	70	35.70	78.98	11.33	–	6040.6	407	5.03	113.88	1.225	0.730	0.51
PAR 27	b	S0	0.449	58.65	35	17.85	58.39	8.09	–	5633.6	407	5.03	113.88	0.612	0.273	0.51
PAR 28	a	Sa	0.359	83.39	23	11.73	53.47	3.68	–	8239.7	0.3	0.54	17.26	0.612	0.296	0.51
PAR 28	b	E	0.056	-79.09	25	12.75	19.67	–	4.74	8240.0	0.3	0.54	17.26	0.785	0.073	0.51
PAR 29	a	SABb	0.656	-21.64	65	33.15	73.40	11.99	–	2396.7	160.1	1.06	9.52	1.12	0.410	0.51
PAR 29	b	S0	0.424	18.19	77	39.27	56.54	11.44	–	2236.6	160.1	1.06	9.52	1.133	0.383	0.51
PAR 30	a	Sbc	0.564	-82.48	48	24.48	66.70	8.19	–	5599.2	170.8	0.54	11.54	0.903	0.487	0.51
PAR 30	b	S0	0.566	87.54	49	24.99	66.85	6.43	–	5428.4	170.8	0.54	11.54	0.915	0.428	0.51
PAR 31	a	S0	0.146	-55.45	45	17.73	32.07	4.48	–	9502.4	79.2	4.36	160.02	0.886	0.090	0.394
PAR 31	b	Sb	0.635	-84.37	55	21.67	71.84	4.87	–	9423.2	79.2	4.36	160.02	0.849	0.454	0.394
PAR 32	a	S0	0.200	54.19	20	15.80	37.76	3.83	–	7317.2	3.4	0.64	18.16	0.745	0.277	0.79
PAR 32	b	Sb	0.501	-55.87	30	23.70	62.18	7.19	–	7313.8	3.4	0.64	18.16	0.941	0.230	0.79
PAR 33	a	Sb	0.791	71.37	99	50.49	86.44	14.59	–	6816.6	39.5	1.50	39.77	1.162	0.716	0.51
PAR 33	b	E	0.423	-16.07	74	37.74	56.46	–	20.40	6856.1	39.5	1.50	39.77	1.297	0.256	0.51
PAR 34	a	SBab(r)	0.386	51.42	58	29.58	53.66	7.72	–	8746.4	95.3	1.21	40.82	0.975	0.258	0.51
PAR 34	b	S0	0.312	-5.53	59	30.09	47.78	6.40	–	8651.1	95.3	1.21	40.82	0.857	0.210	0.51
PAR 35	a	E	0.231	-37.09	80	40.80	40.72	–	10.21	3259.0	520.3	1.29	17.61	1.243	0.052	0.51
PAR 35	b	SBbc	0.664	42.51	120	61.20	74.00	23.02	–	3779.3	520.3	1.29	17.61	1.309	0.474	0.51
PAR 36	a	SBb	0.611	-18.73	40	20.40	70.09	4.36	–	7427.2	48.2	0.35	10.11	0.926	0.205	0.51
PAR 36	b	S0(r)pec	0.310	-71.84	25	12.75	47.62	4.36	–	7475.4	48.2	0.35	10.11	0.891	0.144	0.51
PAR 37	a	S0	0.333	-76.31	30	23.70	49.50	4.50	–	9574.0	41.3	4.57	169.33	0.971	0.195	0.79
PAR 37	b	Sbc	0.489	65.09	40	31.60	61.31	8.34	–	9532.7	41.3	4.57	169.33	1.04	0.403	0.79
PAR 38	a	E	0.132	26	69	35.19	30.45	–	24.74	1392.6	164.5	2.35	11.94	1.496	0.142	0.51
PAR 38	b	SABab	0.488	-21.53	150	76.50	61.24	28.46	–	1228.1	164.5	2.35	11.94	1.6	0.330	0.51
PAR 39	a	S0	0.237	86.5	30	23.70	41.27	4.61	–	8363.8	407.8	3.92	124.06	1.132	0.211	0.79

**Tabla B.1 – continua de la página anterior**

Par	C	Tipo	$e_{rep}^{gal}$	$PA_{rep}^{gal}$	$r_{rep}^{gal}$ [pix]	$r_{rep}^{gal}$ ["]	$i_{rep}^{gal}$	$r_{esc}$ ["]	$r_{eff}$ ["]	$V_{rad}$ [km/s]	$V_{rel}$ [km/s]	$Sep_{ang}$ [']	$Sep_{proy}$ [kpc]	$logd_{25}$ [log(0.1')]	$logr_{25}$	escala ["]
PAR 39	b	Sbc	0.169	24.66	29	22.91	34.59	6.91	–	7956.0	407.8	3.92	124.06	0.949	0.101	0.79
PAR 40	a	S0	0.620	35.99	40	20.40	70.74	7.19	–	9184.9	99.1	1.08	38.27	0.811	0.583	0.51
PAR 40	b	Sbc	0.234	69.25	45	22.95	57.36	5.10	–	9085.8	99.1	1.08	38.27	0.916	0.210	0.51
PAR 41	a	E	0.113	63.56	45	22.95	28.11	–	11.43	5795.8	479.3	0.83	19.43	0.933	0.040	0.51
PAR 41	b	Sc	0.535	-54.58	70	35.70	64.63	7.65	–	6275.1	479.3	0.83	19.43	1.036	0.319	0.51
PAR 42	a	Sc	0.633	37.53	70	28.00	71.69	–	–	10551.2	33.3	1.18	48.37	1.195	0.114	0.4
PAR 42	b	E	0.156	65.48	35	14.00	33.18	–	–	10584.5	33.3	1.18	48.37	1.003	0.082	0.4
PAR 43	a	SBbc	0.084	43.77	60	30.60	24.17	9.75	–	7944.7	573.6	2.72	80.79	0.947	0.020	0.51
PAR 43	b	E	0.171	-31.55	60	30.60	34.80	–	7.04	7371.1	573.6	2.72	80.79	1.125	0.252	0.51
PAR 44	a	Sab	0.247	-52.18	60	30.60	42.18	6.69	–	7743.7	124.5	2.68	79.84	1.173	0.063	0.51
PAR 44	b	SAB0	0.232	89.51	45	22.95	40.81	4.85	–	7619.2	124.5	2.68	79.84	0.849	0.448	0.51
PAR 45	a	S0	0.393	16.33	40	31.60	54.20	20.32	–	3490.3	23.4	2.03	27.39	1.425	0.163	0.79
PAR 45	b	SBa	0.361	-59.25	32	25.28	51.72	8.89	–	3466.9	23.4	2.03	27.39	1.074	0.165	0.79
PAR 46	a	Sb	0.657	76.61	74	37.74	73.47	12.41	–	6238.8	477.3	1.68	39.09	1.173	0.561	0.51
PAR 46	b	S0	0.172	43.54	60	30.60	34.91	12.60	–	5761.5	477.3	1.68	39.09	1.024	0.195	0.51
PAR 47	a	S0	–	–	–	–	–	–	–	6656.1	26.6	4.63	119.77	1.126	0.340	–
PAR 47	b	SBa(s)	0.468	-35.98	75	–	59.79	9.38	–	6682.7	26.6	4.63	119.77	1.018	0.230	–
PAR 48	a	Sa(r)	0.466	27.66	94	47.94	59.64	18.85	–	2010.4	401.2	2.81	19.72	1.361	0.284	0.51
PAR 48	b	S0	0.275	-46.84	80	40.80	44.66	22.95	–	1609.2	401.2	2.81	19.72	1.174	0.149	0.51
PAR 49	a	Sbc	0.403	-84.37	72	36.72	54.96	10.74	–	7420.3	19.9	1.57	45.12	0.992	0.224	0.51
PAR 49	b	S0(r)	0.276	-56.62	55	28.05	44.75	5.39	–	7400.4	19.9	1.57	45.12	0.877	0.088	0.51
PAR 50	a	Sc	0.172	-76.13	60	47.40	34.91	28.53	–	1487.4	289.5	2.57	13.38	1.439	0.066	0.79
PAR 50	b	E	0.226	-72.73	119	94.01	40.25	–	31.44	1197.9	289.5	2.57	13.38	1.831	0.095	0.79
PAR 51	a	SBa(r)	0.314	-66.4	120	61.20	47.95	6.64	–	2864.7	244	0.45	4.79	1.335	0.183	0.51
PAR 51	b	S0	0.088	-81.06	18	9.18	24.74	–	7.91	2620.7	244	0.45	4.79	1.255	0.017	0.51
PAR 52	a	E	0.211	38.93	24	12.24	38.83	–	6.63	7286.9	23	0.37	10.47	1.091	0.019	0.51
PAR 52	b	Sd	0.390	53.97	21	10.71	53.97	10.40	–	7309.9	23	0.37	10.47	0.760	0.235	0.51
PAR 53	a	S0	0.494	31.74	37	18.87	61.68	9.69	–	7458.8	233.4	0.91	26.73	0.801	0.370	0.51
PAR 53	b	Sab(r)	0.283	45.39	35	17.85	45.35	4.08	–	7692.2	233.4	0.91	26.73	0.784	0.179	0.51
PAR 54	a	E	0.305	19.13	70	35.70	47.20	–	12.75	6930.6	2.9	0.45	12.09	1.183	0.177	0.51
PAR 54	b	Sab	0.468	52.39	20	10.20	59.79	7.65	–	6927.7	2.9	0.45	12.09	0.969	0.201	0.51
PAR 55	a	Sab	0.604	-66.84	30	23.70	69.58	6.27	–	9066.6	252.1	1.97	70.24	0.942	0.527	0.79

**Tabla B.1 – continua de la página anterior**

Par	C	Tipo	$e_{rep}^{gal}$	$PA_{rep}^{gal}$	$r_{rep}^{gal}$ [pix]	$r_{rep}^{gal}$ ["]	$i_{rep}^{gal}$	$r_{esc}$ ["]	$r_{eff}$ ["]	$V_{rad}$ [km/s]	$V_{rel}$ [km/s]	$Sep_{ang}$ [']	$Sep_{proy}$ [kpc]	$log_{25}$ [log(0.1')]	$log_{r25}$	escala ["]
PAR 55	b	SB0	0.285	22.38	25	19.75	45.52	5.88	–	9318.7	252.1	1.97	70.24	1.085	0.245	0.79
PAR 56	a	S0	0.415	-19.33	35	13.79	55.86	5.38	–	6932.5	29.6	5.03	135.53	1.099	0.281	0.394
PAR 56	b	Sb	0.567	13.67	24	9.46	66.92	3.19	–	6962.1	29.6	5.03	135.53	0.767	0.379	0.394
PAR 57	a	SB0	0.203	39.01	30	15.30	38.05	3.67	–	8209.4	8.2	2.38	75.74	0.823	0.043	0.51
PAR 57	b	Sb(r)	0.556	15.81	60	30.60	66.13	9.13	–	8201.2	8.2	2.38	75.74	1.028	0.312	0.51
PAR 58	a	Sab(r)	0.606	-39.78	45	22.95	69.72	11.83	–	7885.5	178.9	0.32	9.89	1.074	0.204	0.51
PAR 58	b	S0	0.196	3.77	20	10.20	37.36	5.51	–	8064.4	178.9	0.32	9.89	1.0	0.257	0.51
PAR 59	a	S0	0.565	55.71	69	35.19	66.78	6.48	–	4143.0	12.5	1.12	17.97	1.1	0.561	0.51
PAR 59	b	Sbc	0.358	-32.38	45	22.95	51.49	7.22	–	4130.5	12.5	1.12	17.97	0.861	0.259	0.51
PAR 60	a	SABd	0.415	-19.81	79	40.29	55.86	4.46	–	4218.6	49.3	1.10	18.10	1.037	0.348	0.51
PAR 60	b	SAB0	0.417	-16.29	39	19.89	56.01	12.75	–	4267.9	49.3	1.10	18.10	0.719	0.182	0.51
PAR 61	a	Scd	0.371	-7.22	50	25.50	52.50	6.89	–	2162.7	7.5	3.21	26.88	1.224	0.118	0.51
PAR 61	b	E	0.260	-72.3	50	25.50	43.35	–	5.25	2155.2	7.5	3.21	26.88	1.246	0.158	0.51
PAR 62	a	Sab	0.747	88.74	84	66.36	80.90	27.14	–	1865.4	11.9	3.82	27.73	1.46	0.577	0.79
PAR 62	b	S0(r)	0.418	58.75	52	41.08	56.09	5.93	–	1877.3	11.9	3.82	27.73	1.204	0.309	0.79
PAR 63	a	Sbc	0.280	-70.35	28	14.28	45.09	7.68	–	7170.8	208	4.31	118.13	0.943	0.260	0.51
PAR 63	b	S0	0.520	45.8	36	18.36	63.55	4.59	–	6962.8	208	4.31	118.13	0.986	0.381	0.51
PAR 64	a	E	0.088	-42.67	33	26.07	24.74	–	5.00	3471.7	47.6	3.35	45.42	0.881	0.043	0.79
PAR 64	b	Sc	0.367	52.19	55	43.45	52.19	14.75	–	3519.3	47.6	3.35	45.42	1.177	0.203	0.79
PAR 65	a	E	0.195	-39.41	57	29.07	37.26	–	5.61	9681.6	808.7	0.87	31.30	0.978	0.053	0.51
PAR 65	b	Sab(r)	0.215	20.86	40	20.40	39.21	6.94	–	8872.9	808.7	0.87	31.30	0.777	0.062	0.51
PAR 66	a	Sbc	0.525	49.6	37	29.23	63.91	10.93	–	7344.8	188	0.79	22.79	0.998	0.246	0.79
PAR 66	b	E	0.245	-89.29	30	23.70	42.00	–	6.79	7532.8	188	0.79	22.79	1.017	0.060	0.79
PAR 67	a	E	0.206	69.34	61	31.11	38.34	–	9.64	10098.4	24.2	2.82	110.58	0.99	0.060	0.51
PAR 67	b	Sbc	0.440	-61.17	40	20.40	57.73	5.61	–	10122.6	24.2	2.82	110.58	0.844	0.263	0.51
PAR 68	a	S0	0.272	-41.96	27	13.77	44.40	5.23	–	10115.6	558	0.35	13.35	0.893	0.033	0.51
PAR 68	b	Sbc	0.546	-81.34	33	16.83	65.41	5.27	–	9557.6	558	0.35	13.35	1.03	0.240	0.51
PAR 69	a	Sa	0.196	40.71	45	22.95	37.66	8.67	–	7521.6	89.9	0.32	9.28	1.088	0.019	0.51
PAR 69	b	S0	0.320	49.16	15	7.65	48.44	2.98	–	7431.7	89.9	0.32	9.28	1.08	0.256	0.51
PAR 70	a	E	0.205	77.39	60	30.60	38.25	–	7.91	9696.8	750.1	1.85	72.27	0.849	0.109	0.51
PAR 70	b	Sab	0.728	-44	70	35.70	79.15	8.33	–	10446.9	750.1	1.85	72.27	1.076	0.735	0.51
PAR 71	a	E	–	–	–	–	–	–	–	7573.2	129.1	3.79	110.37	0.908	0.045	–

**Tabla B.1 – continua de la página anterior**

Par	C	Tipo	$e_{rep}^{gal}$	$PA_{rep}^{gal}$	$r_{rep}^{gal}$ [pix]	$r_{rep}^{gal}$ ["]	$i_{rep}^{gal}$	$r_{esc}$ ["]	$r_{eff}$ ["]	$V_{rad}$ [km/s]	$V_{rel}$ [km/s]	$Sep_{ang}$ [']	$Sep_{proy}$ [kpc]	$logd_{25}$ [log(0.1')]	$logr_{25}$	escala ["]
PAR 71	b	SABbc	0.409	-11.9	80	40.80	55.34	12.81	–	7444.1	129.1	3.79	110.37	1.078	0.398	0.51
PAR 72	a	E	0.231	79.38	60	30.60	40.72	–	7.39	7116.6	191.8	2.15	58.54	1.024	0.206	0.51
PAR 72	b	Sb	0.615	-67.54	50	25.50	70.38	6.66	–	6924.8	191.8	2.15	58.54	0.888	0.325	0.51
PAR 73	a	S0	0.253	68.02	40	20.40	42.72	8.26	–	13710.1	576.7	0.77	40.08	0.912	0.190	0.51
PAR 73	b	RSa	0.248	-64.45	40	20.40	42.28	9.59	–	13133.4	576.7	0.77	40.08	0.895	0.130	0.51
PAR 74	a	SBab	0.123	-80.33	32	16.32	29.36	9.18	–	8863.4	285.1	2.80	94.70	0.771	0.042	0.51
PAR 74	b	S0	0.272	-41.89	59	30.09	44.40	8.67	–	8578.3	285.1	2.80	94.70	0.988	0.280	0.51
PAR 75	a	SABbc	0.826	2.78	80	40.80	81.97	10.20	–	6124.4	194.4	3.03	73.16	0.735	0.300	0.51
PAR 75	b	E	0.077	-77.47	70	35.70	23.12	–	13.06	6318.8	194.4	3.03	73.16	1.186	0.015	0.51
PAR 76	a	S0	–	–	–	–	–	–	–	3380.3	142.8	5.11	68.41	1.034	0.170	–
PAR 76	b	SBcd	0.475	-14.72	100	51.00	60.30	14.28	–	3523.1	142.8	5.11	68.41	1.235	0.240	0.51
PAR 77	a	Sab(r)	0.14	48.27	90	71.10	31.38	23.64	–	3170.4	123.5	2.31	27.85	1.318	0.100	0.79
PAR 77	b	E	0.151	39.04	80	63.20	32.63	–	19.75	3046.9	123.5	2.31	27.85	1.237	0.056	0.79
PAR 78	a	Sb	0.402	5.51	51	26.01	54.88	8.67	–	5055.4	133.2	1.85	35.79	0.917	0.296	0.51
PAR 78	b	E	0.057	-2.96	40	20.40	19.85	–	7.85	4922.2	133.2	1.85	35.79	1.064	0.122	0.51
PAR 79	a	SABc	0.237	72.74	60	30.60	41.27	10.71	–	8615.4	1514.8	9.27	282.52	0.992	0.163	0.51
PAR 79	b	E	–	–	–	–	–	–	–	7100.6	1514.8	9.27	282.52	1.177	0.143	–
PAR 80	a	Sab	0.568	-18.22	48	24.48	66.99	7.14	–	9325.3	106	1.37	49.27	0.986	0.359	0.51
PAR 80	b	E	0.144	50.17	50	25.50	31.84	–	5.97	9219.3	106	1.37	49.27	0.933	0.018	0.51
PAR 81	a	Sb(s)	0.233	50.72	110	56.1	40.91	25.5	–	4117.0	161.8	0.68	10.64	1.24	0.228	0.51
PAR 81	b	S0	0.271	12.17	30	15.3	44.31	4.17	–	3955.2	161.8	0.68	10.64	0.602	0.201	0.51
PAR 82	a	SAB0	0.226	-9.6	35	17.85	40.25	12.75	–	7842.8	62	0.68	20.77	0.763	0.103	0.51
PAR 82	b	Sa	0.375	38.92	60	30.60	52.81	5.36	–	7904.8	62	0.68	20.77	1.078	0.131	0.51
PAR 83	a	S0	0.356	-18.89	59	30.09	51.33	6.46	–	3886.4	314.2	3.39	49.03	1.082	0.203	0.51
PAR 83	b	Sc	0.420	80.94	49	24.99	56.24	7.45	–	3572.2	314.2	3.39	49.03	0.906	0.186	0.51
PAR 84	a	E	0.212	78.09	27	13.77	38.93	–	12.75	8088.1	279.5	0.67	20.65	0.873	0.000	0.51
PAR 84	b	Sc	0.787	-59.98	60	30.60	85.71	5.61	–	7808.6	279.5	0.67	20.65	1.049	0.600	0.51
PAR 85	a	Sab(r)	0.310	70.78	159	81.09	47.62	15.81	–	4253.7	410.2	1.76	27.64	1.432	0.131	0.51
PAR 85	b	SAB0	0.312	-18.62	70	35.70	47.78	14.28	–	3843.5	410.2	1.76	27.64	1.225	0.123	0.51
PAR 86	a	Sc	0.243	31.49	50	25.50	41.82	7.85	–	6971.7	1655.9	2.24	67.76	0.884	0.109	0.51
PAR 86	b	S0	0.587	-12.55	25	12.75	68.35	8.21	–	8627.6	1655.9	2.24	67.76	0.841	0.307	0.51
PAR 87	a	Sc	0.688	62.73	264	66.79	75.85	7.92	–	7836.1	88.5	1.23	37.59	1.243	0.397	0.253

Tabla B.1 – continua de la página anterior

Par	C	Tipo	$e_{rep}^{gal}$	$PA_{rep}^{gal}$	$r_{rep}^{gal}$ [pix]	$r_{rep}^{gal}$ ["]	$i_{rep}^{gal}$	$r_{esc}$ ["]	$r_{eff}$ ["]	$V_{rad}$ [km/s]	$V_{rel}$ [km/s]	$Sep_{ang}$ [']	$Sep_{proy}$ [kpc]	$logd_{25}$ [log(0.1')]	$logr_{25}$	escala ["]
PAR 87	b	E	0.146	39.63	48	12.14	32.07	–	2.06	7924.9	88.5	1.23	37.59	0.838	0.000	0.253
PAR 88	a	E	0.104	85.07	60	30.60	26.94	–	8.08	5008.0	152.3	1.42	28.00	0.996	0.023	0.51
PAR 88	b	Sc	0.648	-11.27	80	40.80	72.80	10.84	–	5160.3	152.3	1.42	28.00	1.057	0.506	0.51
PAR 89	a	Sab	0.695	-89.69	79	40.29	76.40	11.11	–	5928.9	40.2	4.36	100.59	1.154	0.455	0.51
PAR 89	b	E	–	–	–	–	–	–	–	5969.1	40.2	4.36	100.59	0.994	0.000	–
PAR 90	a	E	0.257	-73.39	39	19.89	43.08	–	6.64	8139.7	310.7	0.93	29.92	0.793	0.025	0.51
PAR 90	b	Sc	0.681	73.19	50	25.50	75.30	4.44	–	8450.4	310.7	0.93	29.92	0.919	0.578	0.51
PAR 91	a	S0	–	–	–	–	–	–	–	1305.9	154.3	5.20	27.89	1.47	0.620	–
PAR 91	b	Scd	0.649	-87.69	199	101.49	72.87	21.38	–	1460.2	154.3	5.20	27.89	1.507	0.530	0.51
PAR 92	a	SAB0	0.273	-22.47	40	20.40	44.49	6.64	–	7626.2	473.8	0.92	26.37	0.889	0.232	0.51
PAR 92	b	Sb(r)	0.238	-70.12	58	29.58	41.37	7.62	–	7152.4	473.8	0.92	26.37	0.939	0.086	0.51
PAR 93	a	S0	0.560	55.15	41	20.91	66.42	6.67	–	5420.7	141.1	1.00	21.29	0.848	0.358	0.51
PAR 93	b	SABb	0.443	-18.33	40	20.40	57.95	7.92	–	5561.8	141.1	1.00	21.29	0.88	0.394	0.51
PAR 94	a	Sc	0.779	-73.06	46	23.46	84.49	11.39	–	5232.6	84.6	0.67	13.49	0.883	0.629	0.51
PAR 94	b	S0(r)	0.306	72.89	35	17.85	47.29	6.01	–	5148.0	84.6	0.67	13.49	1.052	0.380	0.51
PAR 95	a	E	0.279	62.47	44	22.44	45.00	–	5.97	4961.1	55.6	0.87	16.65	1.151	0.310	0.51
PAR 95	b	SBab(r)	0.332	21.86	60	30.60	49.42	6.38	–	4905.5	55.6	0.87	16.65	1.083	0.270	0.51



TABLA B.2. Galaxias de disco para la detección de barras

Pair	C	Tipo	Barra	$i_{rep}^{gal}$	D	$r_{esc}$	$D_{25}$	$R_{25}$
					[Mpc]	[kpc]	[kpc]	[kpc]
PAR 1	a	SBa	B	62.97	72.74	4.13	21.21	10.6
PAR 1	b	SAB0	AB	43.61	67.61	1.55	23.00	11.5
PAR 2	a	SB0	B	23.12	72.48	4.39	25.41	12.7
PAR 3	a	Sdm(r)	NB	53.97	190.51		55.29	27.64
PAR 3	b	RS0(r)	NB	46.7	193.92		49.81	24.91
PAR 4	a	Sa	NB	44.92	70.13		17.01	8.5
PAR 4	b	S0	NB	35.22	69.22		30.62	15.31
PAR 5	a	S0	NB	41.18	165.77	4.19	37.86	18.93
PAR 5	b	Sc(r)	NB	33.95	168.54	7.84	36.60	18.3
PAR 6	b	S0	NB	38.83	79.39	4.01	20.82	10.41
PAR 7	a	Sc(r)	NB	50.54	42.83	4.21	20.68	10.34
PAR 8	a	Sbc(r)	NB	59.13	65.55	3.99	26.63	13.31
PAR 8	b	SAB0	AB	54.5	63.36	2.36	14.88	7.44
PAR 10	a	Sd	NB	63.91	48.16	2.18	11.52	5.76
PAR 10	b	SB0	B	18.01	48.61	1.79	15.40	7.7
PAR 11	b	SBc	B	19.67	95.97	3.04	18.15	9.08
PAR 12	b	S0	NB	45.09	69.35	3.43	19.22	9.61
PAR 13	a	S0	NB	52.35	67.70	6.45	34.15	17.07
PAR 13	b	Sbc	NB	45.69	68.17	4.30	38.31	19.15
PAR 14	a	SBb(r)	B	61.1	60.74	1.16	18.12	9.06
PAR 14	b	S0	NB	57.95	57.73	1.87	11.02	5.51
PAR 15	a	S0	NB	51.57	111.90	6.93	39.68	19.84
PAR 15	b	Sd	NB	55.56	114.15	4.42	35.74	17.87
PAR 16	b	RS0pec	NB	35.74	28.17	2.50	22.00	11.00
PAR 17	b	SB0	B	40.25	96.80	8.38	25.33	12.66
PAR 18	a	Sb	NB	46.37	141.98	3.48	22.7	11.35
PAR 19	a	SABb(r)	AB	33.95	65.80	5.34	20.84	10.42
PAR 20	b	Sb(r)	NB	30.45	109.60	3.07	19.48	9.74
PAR 21	a	SABb	AB	52.66	57.10	2.78	19.38	9.69
PAR 21	b	S0	NB	54.27	59.28	3.74	18.56	9.28
PAR 22	a	S0	NB	64.77	63.33	2.78	17.07	8.54
PAR 22	b	SABb	AB	57.73	60.40	3.45	24.65	12.32
PAR 23	a	SABb	AB	36.35	65.01	1.54	10.88	5.44
PAR 23	b	S0	NB	63.19	55.59	1.74	11.69	5.84
PAR 24	a	Sc(r)	NB	42.54	35.91		23.27	11.64
PAR 25	b	SBb	B	56.01	43.69	1.34	9.02	4.51
PAR 26	a	S0	NB	53.35	93.34		16.32	8.16
PAR 26	b	Sb	NB	60.88	93.31		17.4	8.7
PAR 27	b	S0	NB	58.39	75.11	2.95	8.94	4.47
PAR 28	a	Sa	NB	53.47	109.86	1.96	13.08	6.54
PAR 29	b	S0	NB	56.54	29.82	1.65	11.78	5.89
PAR 31	a	S0	NB	32.07	126.69	2.75	28.35	14.17
PAR 32	a	S0	NB	37.76	97.56	1.81	15.78	7.89
PAR 32	b	Sb	NB	62.18	97.51	3.40	24.76	12.38
PAR 34	a	SBab(r)	NB	53.66	116.62	4.36	32.03	16.01

Tabla B.2 – continua de la página anterior

Pair	C	Tipo	Barra	$i_{rep}^{gal}$	D [Mpc]	$r_{esc}$ [kpc]	$D_{25}$ [kpc]	$R_{25}$ [kpc]
PAR 34	b	S0	NB	47.78	115.35	3.58	24.14	12.07
PAR 36	b	S0(r)pec	NB	47.62	99.67	2.11	24.29	12.15
PAR 37	a	S0	NB	49.5	127.65	2.78	34.73	17.37
PAR 37	b	Sbc	NB	61.31	127.10	5.14	40.54	20.27
PAR 38	b	SABab	NB	61.24	16.37	2.25	18.96	9.48
PAR 39	a	S0	NB	41.27	111.52	2.49	43.96	21.98
PAR 39	b	Sbc	NB	34.59	106.08	3.55	27.44	13.72
PAR 40	b	Sbc	NB	57.36	121.14	3.00	29.04	14.52
PAR 41	b	Sc	NB	64.63	83.67	3.10	26.44	13.22
PAR 43	a	SBbc	B	24.17	105.93	5.01	27.27	13.64
PAR 44	a	Sab	NB	42.18	103.25	3.35	44.73	22.37
PAR 44	b	SAB0	AB	40.81	101.59	2.39	20.87	10.44
PAR 45	a	S0	NB	54.20	46.54	4.58	36.02	18.01
PAR 45	b	SBa	B	51.72	46.23	1.99	15.94	7.97
PAR 46	b	S0	NB	34.91	76.82	4.69	23.62	11.81
PAR 47	b	SBa(s)	B	59.79	89.10	5.05	27.02	13.51
PAR 48	a	Sa(r)	NB	59.64	26.81	2.45	17.9	8.95
PAR 48	b	S0	NB	44.66	21.46	2.39	9.32	4.66
PAR 49	a	Sbc	NB	54.96	98.94	5.15	28.25	14.13
PAR 49	b	S0(r)	NB	44.75	98.67	2.58	21.62	10.81
PAR 50	a	Sc	NB	34.91	19.83	2.74	15.85	7.93
PAR 51	a	SBa(r)	B	47.95	38.19	1.23	24.03	12.01
PAR 51	b	S0	NB	24.74	34.94	1.34	18.28	9.14
PAR 52	b	Sd	NB	53.97	97.16	4.91	16.31	8.16
PAR 53	a	S0	NB	61.68	99.45	4.67	18.3	9.15
PAR 53	b	Sab(r)	NB	45.35	102.56	2.03	18.14	9.07
PAR 54	b	Sab	NB	59.79	92.37	3.43	25.02	12.51
PAR 55	b	SB0	B	45.52	124.25	3.54	43.96	21.98
PAR 56	a	S0	NB	55.86	92.43	2.41	33.77	16.89
PAR 57	a	SB0	B	38.05	109.46	1.95	21.18	10.59
PAR 58	b	S0	NB	37.36	107.52	2.87	31.28	15.64
PAR 59	b	Sbc	NB	51.49	55.07	1.93	11.63	5.82
PAR 60	a	SABd	AB	55.86	56.25	1.22	17.82	8.91
PAR 60	b	SAB0	AB	56.01	56.91	3.52	8.67	4.33
PAR 61	a	Scd	NB	52.5	28.84	0.96	14.05	7.02
PAR 62	b	S0(r)	NB	56.09	24.87	0.72	11.65	5.82
PAR 63	a	Sbc	NB	45.09	95.61	3.56	24.39	12.2
PAR 63	b	S0	NB	63.55	92.84	2.07	26.15	13.07
PAR 64	b	Sc	NB	52.19	46.92	3.36	20.52	10.26
PAR 65	b	Sab(r)	NB	39.21	118.31	3.98	20.59	10.3
PAR 66	a	Sbc	NB	63.91	97.93	5.19	28.36	14.18
PAR 67	b	Sbc	NB	57.73	134.97	3.67	27.41	13.71
PAR 68	a	S0	NB	44.40	134.87	3.42	30.67	15.33
PAR 68	b	Sbc	NB	65.41	127.43	3.26	39.72	19.86
PAR 69	a	Sa	NB	37.66	100.29	4.21	35.73	17.86
PAR 69	b	S0	NB	48.44	99.09	1.43	34.65	17.33

**Tabla B.2 – continua de la página anterior**

Pair	C	Tipo	Barra	$i_{rep}^{gal}$	D	$r_{esc}$	$D_{25}$	$R_{25}$
					[Mpc]	[kpc]	[kpc]	[kpc]
PAR 71	b	SABbc	AB	55.34	99.25	6.16	34.55	17.28
PAR 73	a	S0	NB	42.72	182.80	7.32	43.42	21.71
PAR 73	b	RSa	NB	42.28	175.11	8.14	40.00	20.00
PAR 74	a	SBab	B	29.36	118.18	5.26	20.29	10.14
PAR 74	b	S0	NB	44.40	114.38	4.81	32.36	16.18
PAR 76	b	SBcd	B	60.30	46.97	3.25	23.47	11.74
PAR 77	a	Sab(r)	NB	31.38	42.27	4.84	25.57	12.79
PAR 78	a	Sb	NB	54.88	67.41	2.83	16.20	8.10
PAR 79	a	SABc	AB	41.27	114.87	5.96	32.80	16.40
PAR 81	a	Sb(s)	NB	40.91	54.89	6.78	27.75	13.87
PAR 81	b	S0	NB	44.31	52.74	1.07	6.14	3.07
PAR 82	a	SAB0	AB	40.25	104.57	6.46	17.63	8.81
PAR 82	b	Sa	NB	52.81	105.39	2.74	36.69	18.35
PAR 83	a	S0	NB	51.33	51.82	1.62	18.21	9.10
PAR 83	b	Sc	NB	56.24	47.63	1.72	11.16	5.58
PAR 85	a	Sab(r)	NB	47.62	56.72	4.35	44.61	22.30
PAR 85	b	SAB0	AB	47.78	51.25	3.55	25.03	12.51
PAR 86	a	Sc	NB	41.82	92.96	3.54	20.70	10.35
PAR 92	a	SAB0	AB	44.49	101.68	3.27	22.91	11.45
PAR 92	b	Sb(r)	NB	41.37	95.37	3.52	24.11	12.05
PAR 93	b	SABb	AB	57.95	74.16	2.85	16.36	8.18
PAR 94	b	S0(r)	NB	47.29	68.64	2.00	22.51	11.25
PAR 95	b	SBab(r)	B	49.42	65.41	2.02	23.03	11.52

## Bibliografía



- [Abraham & Merrifield 2000] Abraham, R. G., & Merrifield, M. R. 2000, *AJ*, 120, 2835
- [Adelman-McCarthy et al. 2006] Adelman-McCarthy, J. K., Agüeros, M. A., Allam, S. S., et al. 2006, *ApJS*, 162, 38
- [Adelman-McCarthy et al. 2007] Adelman-McCarthy, J. K., Agüeros, M. A., Allam, S. S., et al. 2007, *ApJS*, 172, 634
- [Aguerri et al. 2000] Aguerri, J. A. L., Muñoz-Tuñón, C., Varela, A. M., & Prieto, M. 2000, *A&A*, 361, 841
- [Aguerri et al. 2004] Aguerri, J. A. L., Iglesias-Paramo, J., Vilchez, J. M., & Muñoz-Tuñón, C. 2004, *AJ*, 127, 1344
- [Aguerri et al. 2005] Aguerri, J. A. L., Elias-Rosa, N., Corsini, E. M., & Muñoz-Tuñón, C. 2005, *A&A*, 434, 109
- [Aguerri et al. (2009)] Aguerri, J. A. L., Méndez-Abreu, J., & Corsini, E. M. 2009, *A&A*, 495, 491
- [Alonso et al. 2004] Alonso, M. S., Tissera, P. B., Coldwell, G., & Lambas, D. G. 2004, *MNRAS*, 352, 1081
- [Alonso et al. 2006] Alonso, M. S., Tissera, P. B., Lambas, D. G., & Coldwell, G. 2006, *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica Conference Series*, 26, 187
- [Ann & Thakur 2005] Ann, H. B., & Thakur, P. 2005, *ApJ*, 620, 197
- [Aragón-Calvo et al. 2007] Aragón-Calvo, M. A., van de Weygaert, R., Jones, B. J. T., & van der Hulst, J. M. 2007, *ApJ*, 655, L5
- [Athanassoula et al. 1990] Athanassoula, E., Morin, S., Wozniak, H., et al. 1990, *MNRAS*, 245, 130
- [Athanassoula 1992] Athanassoula, E. 1992, *MNRAS*, 259, 345
- [Athanassoula & Misiriotis 2002] Athanassoula, E., & Misiriotis, A. 2002, *MNRAS*, 330, 35
- [Athanassoula 2003] Athanassoula, E. 2003, *MNRAS*, 341, 1179

- 
- [Athanassoula 2005] Athanassoula, E. 2005, *Planetary Nebulae as Astronomical Tools*, 804, 333
- [Barazza et al. (2008)] Barazza, F. D., Jogee, S., & Marinova, I. 2008, *ApJ*, 675, 1194
- [Barazza et al. (2009)] Barazza, F. D., Jablonka, P., Desai, V., et al. 2009, *A&A*, 497, 713
- [Barnes & Hernquist 1996] Barnes, J. E., & Hernquist, L. 1996, *ApJ*, 471, 115
- [Barton et al. 2000] Barton, E. J., Kenyon, S. J., & Geller, M. J. 2000, *NOAO Proposal*, 55
- [Barway et al. 2007] Barway, S., Kembhavi, A., Wadadekar, Y., Ravikumar, C. D., & Mayya, Y. D. 2007, *ApJL*, 661, L37
- [Barway et al. 2009] Barway, S., Wadadekar, Y., Kembhavi, A. K., & Mayya, Y. D. 2009, *MNRAS*, 394, 1991
- [Barway et al. (2011)] Barway, S., Wadadekar, Y., & Kembhavi, A. K. 2011, *MNRAS*, 410, L18
- [Berentzen et al. 2006] Berentzen, I., Shlosman, I., & Jogee, S. 2006, *ApJ*, 637, 582
- [Berentzen et al. 2007] Berentzen, I., Shlosman, I., Martinez-Valpuesta, I., & Heller, C. H. 2007, *ApJ*, 666, 189
- [Binggeli et al. 1985] Binggeli, B., Sandage, A., & Tammann, G. A. 1985, *AJ*, 90, 1681
- [Blanton et al. 2005] Blanton, M. R., Schlegel, D. J., Strauss, M. A., et al. 2005, *AJ*, 129, 2562
- [Bureau & Freeman 1999] Bureau, M., & Freeman, K. C. 1999, *AJ*, 118, 126
- [Buta et al. 2006] Buta, R., Laurikainen, E., Salo, H., Block, D. L., & Knapen, J. H. 2006, *AJ*, 132, 1859
- [Buta & Crocker 1993] Buta, R., & Crocker, D. A. 1993, *AJ*, 106, 939
- [Buta & Block 2001] Buta, R., & Block, D. L. 2001, *ApJ*, 550, 243
- [Buta et al. 2010] Buta, R., Laurikainen, E., Salo, H., & Knapen, J. H. 2010, *ApJ*, 721, 259
- [Bender 1987] Bender, R. 1987, *Mitteilungen der Astronomischen Gesellschaft Hamburg*, 70, 226
- [Bender et al. 1988] Bender, R., Doebereiner, S., & Moellenhoff, C. 1988, *A&AS*, 74, 385
- [Cappellari (2012)] Cappellari, M. 2012, arXiv:1211.3998
- [Carollo 2004] Carollo C. M. 2004, *Carnegie Observatories Astrophysics Series, Vol. 1: Coevolution of Black Holes and Galaxies*, ed. L. C. Ho, in press
- [Carter 1978] Carter, D. 1978, *MNRAS*, 182, 797
- [Carter et al. 2008] Carter, D., Goudfrooij, P., Mobasher, B., et al. 2008, *ApJS*, 176, 424

- 
- [Choi et al. 2010] Choi, Y.-Y., Han, D.-H., & Kim, S. S. 2010, *Journal of Korean Astronomical Society*, 43, 191
- [Coelho & Gadotti 2011] Coelho, P., & Gadotti, D. A. 2011, *ApJL*, 743, L13
- [Colbert et al. 2001] Colbert, J. W., Mulchaey, J. S., & Zabludoff, A. I. 2001, *AJ*, 121
- [Corsini et al. 2003] Corsini, E. M., Debattista, V. P., & Aguerri, J. A. L. 2003, *ApJL*, 599, L29
- [Cox et al. 2006] Cox, T. J., Jonsson, P., Primack, J. R., & Somerville, R. S. 2006, *MNRAS*, 373, 1013
- [Dansac & Wozniak 2006] Michel-Dansac, L., & Wozniak, H. 2006, *A&A*, 452, 97
- [Darg et al. 2010] Darg, D. W., Kaviraj, S., Lintott, C. J., et al. 2010, *MNRAS*, 401, 1552
- [Debattista et al. 2004] Debattista, V. P., Carollo, C. M., Mayer, L., & Moore, B. 2004, *ApJL*, 604, L93
- [Debattista et al. 2006] Debattista, V. P., Mayer, L., Carollo, C. M., et al. 2006, *ApJ*, 645, 209
- [Debattista & Sellwood 1998] Debattista, V. P., & Sellwood, J. A. 1998, *ApJL*, 493, L5
- [Desai et al. 2007] Desai, V., Dalcanton, J. J., Aragón-Salamanca, A., et al. 2007, *ApJ*, 660, 1151
- [Di Matteo et al. 2007] Di Matteo, P., Combes, F., Chilingarian, I., Melchior, A. L., & Semelin, B. 2007, *SF2A-2007*
- [Domingue et al. (2003)] Domingue, D. L., Sulentic, J. W., Xu, C., et al. 2003, *AJ*, 125, 555
- [Domingue et al. (2005)] Domingue, D. L., Sulentic, J. W., & Durbala, A. 2005, *AJ*, 129, 2579
- [Donzelli & Pastoriza 1997] Donzelli, C. J., & Pastoriza, M. G. 1997, *ApJS*, 111, 181
- [Ellison et al. 2008] Ellison, S. L., Patton, D. R., Simard, L., & McConnachie, A. W. 2008, *AJ*, 135, 1877
- [Ellison et al. 2008b] Ellison, S. L., Patton, D. R., Simard, L., & McConnachie, A. W. 2008, *ApJ*, 672, L107
- [Ellison et al. 2010] Ellison, S. L., Patton, D. R., Simard, L., et al. 2010, *MNRAS*, 407, 1514
- [Ellison et al. (2011)] Ellison, S. L., Patton, D. R., Mendel, J. T., & Scudder, J. M. 2011, *MNRAS*, 418, 2043
- [Ellison et al. 2013] Ellison, S. L., Mendel, J. T., Scudder, J. M., Patton, D. R., & Palmer, M. J. D. 2013, *MNRAS*, 430, 3128
- [Elmegreen & Elmegreen 1985] Elmegreen, B. G., & Elmegreen, D. M. 1985, *ApJ*, 288, 438

- 
- [Elmegreen et al. 1989] Elmegreen, B. G., & Thomasson, M. 1993, *A&A*, 272, 37
- [Elmegreen & Thomasson 1993] Elmegreen, B. G., Elmegreen, D. M., Seiden, P. E., Lowe, S. A., & Lin, C. C. 1989, *BAAS*, 21, 1128
- [Elmegreen et al. 2004] Elmegreen, B. G., Elmegreen, D. M., & Hirst, A. C. 2004, *ApJ*, 612, 191
- [Erwin 2005] Erwin, P. 2005, *MNRAS*, 364, 283
- [Erwin & Sparke 2003] Erwin, P., & Sparke, L. S. 2003, *ApJS*, 146, 299
- [Eskridge et al. 2000] Eskridge, P. B., Frogel, J. A., Pogge, R. W., et al. 2000, *AJ*, 119, 536
- [Eskridge et al. 2002] Eskridge, P. B., Frogel, J. A., Pogge, R. W., et al. 2002, *ApJS*, 143, 73
- [Ferrarese & Merritt 2000] Ferrarese, L., & Merritt, D. 2000, *ApJL*, 539, L9
- [Fisher & Drory 2008] Fisher, D. B., & Drory, N. 2008, *Formation and Evolution of Galaxy Disks*, 396, 309
- [Friedli & Benz 1993] Friedli, D., & Benz, W. 1993, *A&A*, 268, 65
- [Friedli & Pfenniger 1991] Friedli, D., & Pfenniger, D. 1991, *Dynamics of Galaxies and Their Molecular Cloud Distributions*, 146, 362
- [Gadotti & de Souza (2003)] Gadotti, D. A., & de Souza, R. E. 2003, *ApJL*, 583, L75
- [Gadotti & de Souza (2006)] Gadotti, D. A., & de Souza, R. E. 2006, *ApJS*, 163, 270
- [Gadotti et al. 2007] Gadotti, D. A., Athanassoula, E., Carrasco, L., et al. 2007, *MNRAS*, 381, 943
- [Gadotti (2008)] Gadotti, D. A. 2008, *MNRAS*, 384, 420
- [Gadotti 2011] Gadotti, D. A. 2011, *MNRAS*, 415, 3308
- [Gavazzi et al. 2003] Gavazzi, G., Boselli, A., Donati, A., Franzetti, P., & Scodreggio, M. 2003, *A&A*, 400, 451
- [Gebhardt et al. 2000] Gebhardt, K., Bender, R., Bower, G., et al. 2000, *ApJL*, 539, L13
- [Giordano et al. (2010)] Giordano, L., Tran, K.-V. H., Moore, B., & Saintonge, A. 2010, *arXiv:1002.3167*
- [Giordano et al. 2011] Giordano, L., Tran, K.-V. H., Moore, B., & Saintonge, A. 2011, *arXiv:1111.1532*
- [Giovanelli et al. 2005] Giovanelli, R., Haynes, M. P., Kent, B. R., et al. 2005, *AJ*, 130, 2598
- [Gray et al. 2009] Gray, M. E., Wolf, C., Barden, M., et al. 2009, *MNRAS*, 393, 1275
- [Gott 1975] Gott, J. R., III 1975, *ApJ*, 201, 296

- [Grosbol 1987] Grosbol, P. 1987, European Southern Observatory Conference and Workshop Proceedings, 25, 93
- [Halliday et al. 2004] Halliday, C., Milvang-Jensen, B., Poirier, S., et al. 2004, *A&A*, 427, 397
- [Hasan & Norman 1990] Hasan, H., & Norman, C. 1990, *ApJ*, 361, 69
- [Hasan et al. 1993] Hasan, H., Pfenniger, D., & Norman, C. 1993, *ApJ*, 409, 91
- [Hernández Toledo et al. 1999] Hernández Toledo, H. M., Dultzin-Hacyan, D., Gonzalez, J. J., & Sulentic, J. W. 1999, *AJ*, 118, 108
- [Hernández-Toledo et al. 2010] Hernández-Toledo, H. M., Vázquez-Mata, J. A., Martínez-Vázquez, L. A., Choi, Y.-Y., & Park, C. 2010, *AJ*, 139, 2525
- [Hernández-Toledo et al. (2011)] Hernández-Toledo, H. M., Méndez-Hernández, H., Aceves, H., & Olguín, L. 2011, *AJ*, 141, 74
- [Heller & Shlosman 1994] Heller, C. H., & Shlosman, I. 1994, *ApJ*, 424, 84
- [Heller et al. 2007] Heller, C. H., Shlosman, I., & Athanassoula, E. 2007, *ApJL*, 657, L65
- [Ho et al. 1997] Ho, L. C., Filippenko, A. V., & Sargent, W. L. W. 1997, *ApJ*, 487, 591
- [Holmberg 1958] Holmberg, E.: 1958, *Lund Medd. Astron. Obs. Ser. II* 136, 1
- [Hoyle et al. 2011] Hoyle, B., Masters, K. L., Nichol, R. C., et al. 2011, *MNRAS*, 415, 3627
- [Hubble 1926] Hubble, E. P. 1926, *ApJ*, 64, 321
- [Jedrzejewski 1987] Jedrzejewski, R. I. 1987, *MNRAS*, 226, 747
- [Jogee et al. 1999] Jogee, S., Kenney, J. D. P., & Smith, B. J. 1999, *ApJ*, 526, 665
- [Jogee et al. 2004] Jogee, S., Barazza, F. D., Rix, H.-W., et al. 2004, *ApJL*, 615, L105
- [Knapen 2010] Knapen, J. H. 2010, *Galaxies and their Masks*, 201
- [Karachentsev 1972] Karachentsev, I. D. 1972, *Soobshcheniya Spetsial'noj Astrofizicheskoy Observatorii*, 7, 1
- [Kazantzidis et al. 2008] Kazantzidis, S., Bullock, J. S., Zentner, A. R., Kravtsov, A. V., & Moustakas, L. A. 2008, *ApJ*, 688, 254
- [Knapen et al. 2000] Knapen, J. H., Shlosman, I., & Peletier, R. F. 2000, *ApJ*, 529, 93
- [Kewley et al. 2006] Kewley, L. J., Geller, M. J., & Barton, E. J. 2006, *AJ*, 131, 2004
- [Kewley et al. 2010] Kewley, L. J., Rupke, D., Zahid, H. J., Geller, M. J., & Barton, E. J. 2010, *ApJ*, 721, L48
- [Kormendy 1982] Kormendy, J. 1982, *Saas-Fee Advanced Course 12: Morphology and Dynamics of Galaxies*, 113
- [Kormendy & Bender (2012)] Kormendy, J., & Bender, R. 2012, *ApJS*, 198, 2



- 
- [Kormendy & Illingworth 1982] Kormendy, J., & Illingworth, G. 1982, *ApJ*, 256, 460
- [Kormendy & Kennicutt 2004] Kormendy, J., & Kennicutt, R. C., Jr. 2004, *ARA&A*, 42, 603
- [Laine et al. 2002] Laine, S., Shlosman, I., Knapen, J. H., & Peletier, R. F. 2002, *ApJ*, 567, 97
- [Lambas et al. 1992] Lambas, D. G., Maddox, S. J., & Loveday, J. 1992, *MNRAS*, 258, 404
- [Lambas et al. 2003] Lambas, D. G., Tissera, P. B., Alonso, M. S., & Coldwell, G. 2003, *MNRAS*, 346, 1189
- [Larson 1975] Larson, R. B. 1975, *MNRAS*, 173, 671
- [Larson & Tinsley 1978] Larson, R. B., & Tinsley, B. M. 1978, *ApJ*, 219, 46
- [Larson et al. 1980] Larson, R. B., Tinsley, B. M., & Caldwell, C. N. 1980, *ApJ*, 237, 692
- [Laurikainen et al. 2007] Laurikainen, E., Salo, H., Buta, R., & Knapen, J. H. 2007, *MNRAS*, 381, 401
- [Lawrence et al. 2007] Lawrence, A., Warren, S. J., Almaini, O., et al. 2007, *MNRAS*, 379, 1599
- [Lee et al. 2012] Lee, K., Looney, L., Johnstone, D., & Tobin, J. 2012, *ApJ*, 761, 171
- [Lee et al. 2012b] Lee, G.-H., Woo, J.-H., Lee, M. G., et al. 2012, *ApJ*, 750, 141
- [Lee et al. (2012)] Lee, G.-H., Park, C., Lee, M. G., & Choi, Y.-Y. 2012, *ApJ*, 745, 125
- [Li et al. 2009] Li, C., Gadotti, D. A., Mao, S., & Kauffmann, G. 2009, *MNRAS*, 397, 726
- [Lisker et al. (2006)] Lisker, T., Grebel, E. K., & Binggeli, B. 2006, *AJ*, 132, 497
- [Liu et al. 2012] Liu, X., Shen, Y., & Strauss, M. A. 2012, *ApJ*, 745, 94
- [Magorrian et al. 1998] Magorrian, J., Tremaine, S., Richstone, D., et al. 1998, *AJ*, 115, 2285
- [Malin & Carter 1980] Malin, D. F., & Carter, D. 1980, *NAT*, 285, 643
- [Malin & Zealey 1979] Malin, D. F., & Zealey, W. J. 1979, *SKYTEL*, 57, 354
- [Malin & Carter 1983] Malin, D. F., & Carter, D. 1983, *ApJ*, 274, 534
- [Marinova & Jogee (2007)] Marinova, I., & Jogee, S. 2007, *ApJ*, 659, 1176
- [Marinova et al. (2009)] Marinova, I., Jogee, S., Barazza, F. D., et al. 2009, *Galaxy Evolution: Emerging Insights and Future Challenges*, 419, 138
- [Marinova et al. (2010)] Marinova, I., Jogee, S., Trentham, N., et al. 2010, *New Horizons in Astronomy: Frank N. Bash Symposium 2009*, 432, 219
- [Marinova et al. (2012)] Marinova, I., Jogee, S., Weinzirl, T., et al. 2012, *ApJ*, 746, 136
- [Martin & Roy 1994] Martin, P., & Roy, J.-R. 1994, *ApJ*, 424, 599

- 
- [Martin 1995] Martin, P. 1995, *AJ*, 109, 2428
- [Martínez & Muriel (2011)] Martínez, H. J., & Muriel, H. 2011, *MNRAS*, 418, L148
- [Martinez-Valpuesta et al. 2006] Martinez-Valpuesta, I., Shlosman, I., & Heller, C. 2006, *ApJ*, 637, 214
- [Masters et al. (2011)] Masters, K. L., Nichol, R. C., Hoyle, B., et al. 2011, *MNRAS*, 411, 2026
- [Méndez-Abreu et al. 2008] Méndez-Abreu, J., Corsini, E. M., Debattista, V. P., et al. 2008, *ApJL*, 679, L73
- [Méndez-Abreu et al. 2010] Méndez-Abreu, J., Sánchez-Janssen, R., & Aguerri, J. A. L. 2010, *ApJL*, 711, L61
- [Menéndez-Delmestre et al. (2007)] Menéndez-Delmestre, K., Sheth, K., Schinnerer, E., Jarrett, T. H., & Scoville, N. Z. 2007, *ApJ*, 657, 790
- [Michel-Dansac et al. 2008] Michel-Dansac, L., Lambas, D. G., Alonso, M. S., & Tissera, P. 2008, *MNRAS*, 386, L82
- [Mihos & Hernquist 1994] Mihos, J. C., & Hernquist, L. 1994, *ApJ*, 437, 611
- [Mihos & Hernquist 1996] Mihos, J. C., & Hernquist, L. 1996, *ApJ*, 464, 641
- [Milvang-Jensen et al. 2008] Milvang-Jensen, B., Noll, S., Halliday, C., et al. 2008, *A&A*, 482, 419
- [Milvang-Jensen & Jørgensen 1999] Milvang-Jensen, B., & Jørgensen, I. 1999, *Baltic Astronomy*, 8, 535
- [Montuori et al. 2010] Montuori, M., Di Matteo, P., Lehnert, M. D., Combes, F., & Semelin, B. 2010, *A&A*, 518, A56
- [Moore et al. 1989] Moore, T. J. T., Chandler, C. J., Gear, W. K., & Mountain, C. M. 1989, *MNRAS*, 237, 1P
- [Nair & Abraham (2010a)] Nair, P. B., & Abraham, R. G. 2010, *ApJL*, 714, L260
- [Nair & Abraham 2010b] Nair, P. B., & Abraham, R. G. 2010, *ApJS*, 186, 427
- [Nikolic et al. 2004] Nikolic, B., Cullen, H., & Alexander, P. 2004, *MNRAS*, 355, 874
- [Nilson 1973] Nilson, P. 1973, *Acta Universitatis Upsaliensis. Nova Acta Regiae Societatis Scientiarum Upsaliensis - Uppsala Astronomiska Observatoriums Annaler*, Uppsala: Astronomiska Observatorium, 1973
- [Noordermeer & van der Hulst 2007] Noordermeer, E., & van der Hulst, J. M. 2007, *MNRAS*, 376, 1480
- [Norman et al. 1996] Norman, C. A., Sellwood, J. A., & Hasan, H. 1996, *ApJ*, 462, 114
- [Oh et al. 2012] Oh, S., Oh, K., & Yi, S. K. 2012, *ApJS*, 198, 4
- [Ohta et al. 1990] Ohta, K., Hamabe, M., & Wakamatsu, K.-I. 1990, *ApJ*, 357, 71

- [Park & Choi 2005] Park, C., & Choi, Y.-Y. 2005, *ApJL*, 635, L29
- [Patton et al. 2011] Patton, D. R., Ellison, S. L., Simard, L., McConnachie, A. W., & Mendel, J. T. 2011, *MNRAS*, 412, 591
- [Pence 1999] Pence, W. 1999, *Astronomical Data Analysis Software and Systems VIII*, 172, 487
- [Peng 2010] Peng, C. 2010, *Bulletin of the American Astronomical Society*, 42, #229.09
- [Perez et al. 2011] Perez, J., Michel-Dansac, L., & Tissera, P. B. 2011, *MNRAS*, 417, 580
- [Pfenniger & Friedli 1991] Pfenniger, D., & Friedli, D. 1991, *A&A*, 252, 75
- [Prendergast & Tomer 1970] Prendergast, K. H., & Tomer, E. 1970, *AJ*, 75, 674
- [Quillen et al. 1995] Quillen, A. C., Frogel, J. A., Kenney, J. D. P., Pogge, R. W., & Depoy, D. L. 1995, *ApJ*, 441, 549
- [Rauscher 1995] Rauscher, B. J. 1995, *AJ*, 109, 1608
- [Reduzzi & Rampazzo 1995] Reduzzi, L., & Rampazzo, R. 1995, *Astrophysical Letters and Communications*, 30, 1
- [Reese et al. 2007] Reese, A. S., Williams, T. B., Sellwood, J. A., Barnes, E. I., & Powell, B. A. 2007, *AJ*, 133, 2846
- [Regan et al. 1997] Regan, M. W., Vogel, S. N., & Teuben, P. J. 1997, *ApJL*, 482, L143
- [Regan & Mulchaey 1999] Regan, M. W., & Mulchaey, J. S. 1999, *AJ*, 117, 2676
- [Regan et al. 1999] Regan, M. W., Sheth, K., & Vogel, S. N. 1999, *ApJ*, 526, 97
- [Regan et al. 2001] Regan, M. W., Thornley, M. D., Helfer, T. T., et al. 2001, *ApJ*, 561, 218
- [Rix & Zaritsky 1995] Rix, H.-W., & Zaritsky, D. 1995, *ApJ*, 447, 82
- [Romano-Díaz et al. 2008] Romano-Díaz, E., Shlosman, I., Heller, C., & Hoffman, Y. 2008, *ApJL*, 687, L13
- [Rupke et al. 2010] Rupke, D., Kewley, L., & Barnes, J. 2010, *Galaxy Wars: Stellar Populations and Star Formation in Interacting Galaxies*, 423, 355
- [Rupke et al. 2010] Rupke, D. S. N., Kewley, L. J., & Chien, L.-H. 2010, *ApJ*, 723, 1255
- [Sakamoto et al. 1999] Sakamoto, K., Okumura, S. K., Ishizuki, S., & Scoville, N. Z. 1999, *ApJ*, 525, 691
- [Sellwood 1981] Sellwood, J. A. 1981, *A&A*, 99, 362
- [Sellwood & Debattista 2006] Sellwood, J. A., & Debattista, V. P. 2006, *ApJ*, 639, 868
- [Sellwood & Wilkinson 1993] Sellwood, J. A., & Wilkinson, A. 1993, *Reports on Progress in Physics*, 56, 173
- [Sellwood 2010] Sellwood, J. 2010, *Dynamics from the Galactic Center to the Milky Way Halo*

- [Sérsic & Pastoriza 1967] Sérsic, J. L., & Pastoriza, M. 1967, *PASP*, 79, 152
- [Shen & Sellwood (2004)] Shen, J., & Sellwood, J. A. 2004, *ApJ*, 604, 614
- [Sheth et al. 2000] Sheth, K., Regan, M. W., Vogel, S. N., & Teuben, P. J. 2000, *ApJ*, 532, 221
- [Sheth et al. 2005] Sheth, K., Vogel, S. N., Regan, M. W., Thornley, M. D., & Teuben, P. J. 2005, *ApJ*, 632, 217
- [Sheth et al. 2008] Sheth, K., Elmegreen, D. M., Elmegreen, B. G., et al. 2008, *ApJ*, 675, 1141
- [Shlosman et al. 1989] Shlosman, I., Frank, J., & Begelman, M. C. 1989, *Nature*, 338, 45
- [Silva & Elston 1994] Silva, D. R., & Elston, R. 1994, *ApJ*, 428, 511
- [Simard et al. 2009] Simard, L., Clowe, D., Desai, V., et al. 2009, *A&A*, 508, 1141
- [Skibba et al. (2012)] Skibba, R. A., Masters, K. L., Nichol, R. C., et al. 2012, *MNRAS*, 423, 1485
- [Schweizer et al. 1983] Schweizer, F., Whitmore, B. C., & Rubin, V. C. 1983, *AJ*, 88, 909
- [Schweizer & Ford 1985] Schweizer, F., & Ford, W. K., Jr. 1985, *New Aspects of Galaxy Photometry*, 232, 145
- [Stoughton 2002] Stoughton, C. 2002, *AJ*, 123, 3487
- [Strauss et al. 2002] Strauss, M. A., Weinberg, D. H., Lupton, R. H., et al. 2002, *AJ*, 124, 1810
- [Tago et al. 2010] Tago, E., Saar, E., Tempel, E., et al. 2010, *A&A*, 514, A102
- [Thompson (1981)] Thompson, L. A. 1981, *ApJL*, 244, L43
- [Torrey et al. 2012] Torrey, P., Vogelsberger, M., Sijacki, D., Springel, V., & Hernquist, L. 2012, *MNRAS*, 427, 2224
- [Tremaine et al. 2002] Tremaine, S., Gebhardt, K., Bender, R., et al. 2002, *ApJ*, 574, 740
- [van den Bergh 2002] van den Bergh, S. 2002, *AJ*, 124, 782
- [van Moorsel 1982] van Moorsel, G. A. 1982, *A&A*, 107, 66
- [Walcher et al. 2003] Walcher, C. J., Haring, N., Boker, T., Rix, H.-W., van der Marel, R., Gerssen, J., Ho, L. C. & Shields, J. C., in *Carnegie Observatories Astrophysics Series, Vol.1: Coevolution of Black Holes and Galaxies*, ed. L. C. Ho
- [White et al. 2005] White, S. D. M., Clowe, D. I., Simard, L., et al. 2005, *A&A*, 444, 365
- [Wilman & Erwin 2012] Wilman, D. J., & Erwin, P. 2012, *ApJ*, 746, 160
- [Wilson 1975] Wilson, C. P. 1975, *AJ*, 80, 175
- [Woods & Geller 2007] Woods, D. F., & Geller, M. J. 2007, *AJ*, 134, 527

- 
- [Wozniak et al. 1995] Wozniak, H., Friedli, D., Martinet, L., Martin, P., & Bratschi, P. 1995, *A&AS*, 111, 115
- [Wozniak & Pierce 1991] Wozniak, H., & Pierce, M. J. 1991, *A&AS*, 88, 325
- [Xu et al. 2010] Xu, C. K., Domingue, D., Cheng, Y., et al. 2010, American Astronomical Society Meeting Abstracts #216, 216, #307.03
- [Xu & Sulentic 1991] Xu, C., & Sulentic, J. W. 1991, *ApJ*, 374, 407
- [York et al. 2000] York, D. G., Adelman, J., Anderson, J. E., Jr., et al. 2000, *AJ*, 120, 1579
- [Young 1980] Young, P. 1980, *ApJ*, 242, 1232
- [Zaritsky 1992] Zaritsky, D. 1992, *ApJL*, 390, L73
- [Zaritsky & Rix 1997] Zaritsky, D., & Rix, H.-W. 1997, *ApJ*, 477, 118