

GALAXIAS EN FUSIÓN MENOR: FOTOMETRÍA SUPERFICIAL ÓPTICA CCD Y PROPIEDADES DE LAS REGIONES HII

por Lic. Diego L. Ferreiro

Presentado ante la Facultad de Matemática Astronomía y Física como
parte de los requerimientos para la obtención del grado de Doctor en
Astronomía de la

UNIVERSIDAD NACIONAL DE CÓRDOBA

Marzo, 2005

©FAMAF-UNC 2005

Dra. Miriani G. Pastoriza

Instituto de Física, Universidad Federal do Rio Grande do Sul

Porto Alegre - Brasil

A mi viejo, que en algún lugar de este universo debe estar brindando, con el corazón lleno de alegría y una sonrisa dibujada en su rostro. Para él esta tesis que no pudo ver terminada.

A Tere, mi compañera de ruta, la que se bancó las mil y una. A ella le debo gran parte de mis logros y de lo que soy, porque su apoyo y ayuda siempre fueron incondicionales. Con ella compartí todo: lo bueno y lo malo, lo lindo y lo feo. Hay pocas cosas de las que me arrepiento y Tere no está en esa lista. Por todo ello, esta tesis está dedicada especialmente a ella.

A mis cuatro cachorros, Nico, Sol, Santi y Fede, los soles de mi vida, quienes vivieron las locuras de su padre, sus frustraciones y alegrías. Por más que no entendieran muchas cosas, al final del camino se ven los frutos.

Diego Ferreiro,
Porto Alegre, diciembre 2005

Resumen

En esta tesis doctoral se presentan los resultados de la fotometría B, V e I de una muestra de once pares de galaxias en fusión menor. Se determinaron la magnitud aparente total en la banda B y los colores integrados ($B - V$) y ($V - I$) para cada galaxia. Se construyeron los perfiles de luminosidad B, V e I, a los cuales se les ajustaron las componentes bulbo y disco, cuando fue posible.

Se encontró que las magnitudes absolutas en el azul de las componentes principales de cada sistema cubren el intervalo $-22 \text{ mag} < M_B < -18 \text{ mag}$. La distribución de luminosidad tiene un pico en $M_B = -22 \text{ mag}$. Las magnitudes absolutas en el azul de las componentes secundarias de los sistemas cubren un rango mayor que el de las primarias, $-22 \text{ mag} < M_B < -16 \text{ mag}$, con un máximo en $M_B = -19 \text{ mag}$. La mayoría de los pares tienen $\Delta M_B \approx 2 \text{ mag}$, lo que significa que la luminosidad de la galaxia primaria, en promedio, es 6 veces más brillante que la secundaria. Se encontró una correlación lineal entre el cociente de luminosidad de las componentes del par con los respectivos cocientes de los diámetros mayores.

Asumiendo una relación $\mathcal{M}/\mathcal{L} = 3$, se estima que el cociente de masas para la muestra de galaxias va desde $0.04 < \mathcal{M}_{sec}/\mathcal{M}_{prin} < 0.3$. Estos valores de la relación entre las masas muestran que los pares de galaxias estudiados son pares en fusión menor. Se observó, en promedio, que las galaxias que componen la muestra son más azules que las galaxias aisladas del mismo tipo morfológico.

Se encontró además que la componente disco de la galaxia primaria es más luminosa si se la compara con los discos de la muestra de galaxias normales de Lu (1998). Se observó también que el disco de la componente secundaria es más pequeño y más débil que el de la primaria. Se demostró que los parámetros del disco no cambian con los colores, esto indica que las diferentes poblaciones estelares que forman el disco fueron afectadas de la misma manera por la interacción.

Fueron medidos para las regiones de formación estelar, posición, tamaño, luminosidad, anchos equivalentes $EW = H\alpha + [NII]$ y colores $(B - V)$ y $(V - I)$. Estos parámetros permitieron determinar la edad de las regiones de formación estelar. La mayor parte de las regiones HII de la muestra se formó entre 3.6×10^6 a 13.7×10^6 años atrás, con un promedio de $(6.3 \pm 0.7) \times 10^6$ años. Se encontró además que las propiedades de las regiones HII, como luminosidades, tamaños y edades, son semejantes en ambas componentes. Se determinó que las regiones HII tienen un rango de luminosidades entre $4.0 \times 10^{38} \text{ erg s}^{-1} < \mathcal{L}_{\text{RHII}}(H\alpha + [NII]) < 5.0 \times 10^{41} \text{ erg s}^{-1}$.

La función de luminosidad de las regiones HII de la muestra ajusta una ley de potencia con un índice $\alpha = -1.33$. Se encontró una relación lineal entre la luminosidad $\mathcal{L}(H\alpha + [NII])$ y el tamaño de las regiones HII con una pendiente de 2.12 ± 0.06 . Se investigó la naturaleza de las regiones de formación estelar, se analizaron sus propiedades fotométricas y se compararon con las propiedades de los *Super Cúmulos de Estrellas*, *Complejos HII Gigantes* y *Galaxias Enanas Tidales* disponibles en la literatura.

Contenidos

1	Introducción	1
2	Selección de la Muestra	8
3	Observaciones	14
4	Magnitudes, Colores, Imágenes $H\alpha$ y Perfiles de Luminosidad	21
4.1	Reducción de las Imágenes	21
4.1.1	Imágenes en filtro angosto $H\alpha$ y continuo	25
4.2	Magnitudes Integradas y Colores	26
4.3	Perfiles de Luminosidad	29
5	Las Galaxias	35
5.1	AM1256-433	35
5.2	AM1401-324	41
5.3	AM1448-262	46
5.4	AM2030-303	51
5.5	AM2058-381	56
5.6	AM2105-332	61
5.7	AM2229-735	66
5.8	AM2238-575	71
5.9	AM2306-721	76
5.10	AM2322-821	82
5.11	AM2330-451	88
6	Luminosidad, Colores y Componente Disco: Resultados y Discusiones	93
6.1	Propiedades Ópticas Integradas de cada Componente	93
6.2	Diagramas Color-Color	95
6.3	Interacción vs. Parámetros del Disco de la Galaxia	100

7	Propiedades de las Regiones de Formación Estelar	108
7.1	Edad, Tamaño y Luminosidad de las Regiones de Formación Estelar .	108
7.2	Distribución de Luminosidad de las Regiones de Formación Estelar .	110
7.3	Luminosidad de las Regiones de Formación Estelar vs. Tamaño . . .	114
7.4	Naturaleza de las Regiones de Formación Estelar	116
8	Conclusiones	125
9	Tablas	131
10	Bibliografía	144
	Lista de Figuras	149
	Lista de Tablas	153

Capítulo 1

Introducción

Los trabajos previos han mostrado que las interacciones y los eventos de fusión representan mecanismos importantes en la evolución de las galaxias. De hecho, las galaxias interactuantes son más activas en el UV. Larson & Tinsley (1978) encontraron una dispersión mayor en el diagrama color-color con respecto a una muestra de galaxias normales. Esta dispersión se debe a una tasa de formación estelar (de aquí en adelante SFR, por sus siglas en inglés: Star Formation Rate) anormal y a la variación de la función de masa inicial (de aquí en adelante IMF, Initial Mass Function) causada por una intensa formación estelar reciente.

Por otra parte, Joseph & Wright (1985) encontraron que la luminosidad en el infrarrojo cercano de las galaxias en fusión es mayor para un gran número de casos, cuando se la compara con la de las galaxias infrarrojas. Además, las galaxias en fusión tendrían una luminosidad semejante a la de las galaxias Seyfert más luminosas. Los autores sostienen que la fuente de poder de esa gran luminosidad en el infrarrojo se debe a una super formación estelar producto de la fusión.

En 1981, Hummel observó un incremento en el continuo de emisión en radio en pares de galaxias y sistemas múltiples comparados con galaxias aisladas. Es sabido que la emisión del continuo en radio es principalmente de origen no térmico, debido a un mecanismo sincrotrón (emisión electromagnética de partículas relativistas aceleradas en un campo magnético). Una explicación posible para el incremento en el poder de emisión en radio de la fuente central en galaxias interactuantes es la interacción

gravitacional. Esta interacción haría que una gran cantidad de gas cayera en la región central. Esta inyección de gas podría comprimir el campo magnético, causando un incremento en la SFR o aumentaría la densidad de electrones relativistas. Además se observó un incremento en la luminosidad de las líneas de emisión de la región nuclear, así como también en sus anchos equivalentes (Kennicutt & Keel 1984). Los efectos mencionados anteriormente son atribuidos a la formación estelar (de aquí en adelante SF, Star Formation) inducida por las fuerzas de marea generadas en las interacciones de galaxias (Bushouse 1986; Kennicutt et al. 1987).

Son de particular interés las interacciones y fusiones que involucran satélites de baja masa, ya que se observa que este tipo de eventos ocurre con mayor frecuencia en el universo local. Si bien Frenk et al. (1988) y Carlberg & Couchman (1989) estiman que el 85% de las galaxias existentes sufrieron fusiones mayores ($\Delta\mathcal{M}/\mathcal{M} > 0.2$), la mayoría de estas galaxias ha sufrido varios episodios de fusiones menores. El mejor ejemplo de las llamadas fusiones menores es el de la Vía Láctea (MW). Nuestra galaxia tendrá un episodio de fusión menor en un futuro cercano, específicamente con la Nube Mayor de Magallanes (LMC), siendo el cociente de masas de ambas $\mathcal{M}_{\text{LMC}}/\mathcal{M}_{\text{MW}} \approx 0.1$ (Schwarzkopf & Dettmar 2000, de ahora en adelante SD2000).

La interacción entre galaxias puede producir una alta tasa de formación estelar (SFR) de dos maneras diferentes: aumentando la tasa de formación por unidad de masa o aumentando la concentración de gas en algunas regiones de las galaxias (Combes 1993). Se ha encontrado que la eficiencia de los procesos de formación estelar por unidad de masa es 10 veces más alta en galaxias interactuantes que el valor medio encontrado en galaxias normales (Young 1993).

Además, simulaciones numéricas han mostrado que las interacciones de un disco con satélites de baja masa producirían una redistribución de materia, en cantidades importantes, dentro de la región central de las galaxias (Hernquist & Mihos, 1995). Esta inyección de gas interestelar en el pozo de potencial de la galaxia produce una acumulación de materia y, en consecuencia, una mayor actividad en el núcleo de la galaxia. En algunos casos cerca de la mitad del gas, que inicialmente estaba distribuido en el disco, forma densas nubes con tamaños de varios cientos de parsecs. Estas nubes localizadas en la zona nuclear son comprimidas por efectos de marea y

dan lugar a la formación masiva de estrellas.

En contraposición a lo expresado anteriormente, Bergvall et al. (2003) reportaron que el incremento en la actividad de formación estelar en una muestra de galaxias interactuantes y en fusión no es significativo en comparación con las muestras de galaxias no interactuantes. Tampoco observaron un incremento en la dispersión en los colores UBV de las galaxias de Arp comparadas con galaxias normales. Encontraron en cambio un incremento moderado de alrededor del 200 - 300% en la formación estelar en regiones muy próximas al núcleo de las galaxias en interacción o en fusión. Estos autores también reportan que las galaxias interactuantes y en especial las galaxias en fusión están caracterizadas por un incremento en la luminosidad en el infrarrojo lejano (L_{FIR}) y en la temperatura del polvo, basados en datos sobre los flujos del IRAS (Infrared Astronomical Satellite) en $60 \mu\text{m}$ y $100 \mu\text{m}$. Estos incrementos no estarían relacionados con un aumento en la SFR y/o en la eficiencia de la interacción entre las galaxias.

A partir de lo expuesto, se deduce que es poco lo que se sabe sobre el rol que desempeñan las interacciones y las fusiones, en especial las fusiones menores, sobre la estructura y la cinemática de los discos galácticos y la eficiencia para producir perturbaciones en la morfología de las galaxias (SD2000). Algunos trabajos recientes estudiaron la influencia de las fusiones menores en la cinemática, en el parámetro de escala del disco y en la tasa de formación estelar. Por ejemplo, las simulaciones numéricas de Berentzen et al. (2003) describen los pasos de pequeñas galaxias satélites que atraviesan el disco de una galaxia que posee una gran barra. El resultado de este tipo de interacción es la formación de anillos expansivos, barras descentradas y otras asimetrías en las estrellas y el gas.

La utilización de los nuevos catálogos de galaxias, que contienen grandes relevamientos del cielo, contribuyen al entendimiento del rol que juegan las interacciones en la vida de las galaxias. Lambas et al. (2003) estudiaron los pares de galaxias de campo seleccionadas del catálogo público “Two Degree Field” (2dF). Estos autores analizaron una muestra bien definida de 1258 pares de galaxias, con lo que obtuvieron resultados sobre las interacciones de galaxias en el Universo local, $z \leq 0.1$. Según su investigación, un porcentaje significativo de galaxias ($\approx 45\%$), que cumplen con los

criterios de selección como par, no presentan una formación estelar significativa. Este resultado sugiere que la proximidad no jugaría un papel importante como mecanismo disparador de la SF, sí en cambio la estructura interna de las galaxias o el contenido de gas, como demostraron las simulaciones numéricas. Los autores dividieron su muestra de pares en dos categorías: fusión menor, si la luminosidad relativa entre los miembros es menor a $1/2$ ($\mathcal{L}_2/\mathcal{L}_1 < 0.5$); fusión mayor, si $\mathcal{L}_2/\mathcal{L}_1 > 0.5$. Los resultados demostraron que la componente brillante de los candidatos a fusiones menores muestran mayor probabilidad de tener un incremento en la SF, causada por las interacciones tidales, que el de las galaxias aisladas. En el caso de fusiones mayores, ambas componentes muestran aumentos comparables en la formación estelar.

Numerosos trabajos reportan la formación de sistemas estelares ligados gravitacionalmente a los sistemas interactuantes. En los últimos años se ha estudiado la formación de galaxias enanas tidales, esto es, producidas por las fuerzas de marea entre galaxias (Weilbacher 2000). Muchos investigadores enfocan sus estudios a los fenómenos de formación estelar que ocurren en los brazos y regiones circumnucleares en galaxias interactuantes y en fusión. Sin embargo, hay pocos estudios detallados sobre los sistemas estelares que se forman en las colas tidales en las galaxias interactuantes, por ejemplo, los encontrados en el sistema llamado “la Antena” (Arp 244) y Arp 105. Estos son los casos más espectaculares donde se observan grandes y desarrolladas colas tidales.

Se deben diferenciar tres tipos de subestructuras observadas en los sistemas interactuantes (Duc et al. 2004):

1. *Super Cúmulos de Estrellas:*

Estos aglomerados poseen una masa típica de $10^5 M_\odot$ y son observados como condensaciones compactas. Se encuentran principalmente en las regiones centrales de los sistemas en fusión, en los puentes tidales y en las largas colas de los sistemas interactuantes. La luminosidad en el azul, la masa estimada y el tamaño de estas regiones son similares a los observados en los cúmulos globulares con una masa típica de $10^6 M_\odot$.

2. *Complejos HII Gigantes:*

Son regiones de formación estelar que poseen una luminosidad más alta que la observada en *Regiones HII Gigantes* y que se encuentran presentes en los discos de galaxias espirales aisladas. Generalmente estos complejos de formación estelar gigantes son observados en las largas colas tidales. Los espectros ópticos presentan características similares a las observadas en las regiones HII y la alta abundancia de oxígeno indica que estas regiones fueron formadas a partir de un gas preenriquecido, posiblemente aportado por las galaxias interactuantes progenitoras.

3. *Galaxias Enanas Tidales:*

También conocidas como “Galaxias Enanas Formadas por Fuerzas de Marea” o simplemente “Galaxias Enanas Tidales” (de ahora en adelante TDGs: Tidal Dwarf Galaxies). Estos objetos son producidos por las fuerzas de marea entre las galaxias interactuantes y son observados principalmente en las colas de estos sistemas. Se caracterizan por tener masas, tamaños y luminosidades comparables a las de las galaxias enanas típicas. Están formados por condensaciones masivas de estrellas y contienen gran cantidad de gas atómico (HI), gas molecular (H_2) y gas ionizado (HII). La masa típica estimada en estos sistemas es del orden de $10^9 M_{\odot}$.

Además, se observa que la metalicidad en estas galaxias es más alta que en galaxias enanas de igual luminosidad. Esto se debe a que las TDGs se forman del material que se encuentra dentro de la espiral progenitora, la cual evoluciona rápidamente. Por otra parte, este tipo de galaxias presenta un amplio rango de abundancia de oxígeno, esto es $8.3 \leq 12 + \log(O/H) \leq 8.6$, lo que equivale en metalicidad a $4 \times 10^{-3} \leq Z_{TDG} \leq 8 \times 10^{-3}$. Sin embargo, el uso de la metalicidad como indicador de galaxia enana tidal tiene sus complicaciones (Hunter et al. 2000):

- Si el material que formó la galaxia enana tidal proviene de las partes exteriores de la galaxia espiral, daría como resultado un galaxia enana pobre en metales.

- Si la galaxia enana tidal se formó hace varios Giga años ($\text{Giga} = 10^9$), la metalicidad sería menor que si ésta se hubiese formado en la actualidad.
- La metalicidad de la galaxia enana cambiará de acuerdo a su evolución.
- Hay incertidumbre observacional en determinar la abundancia de oxígeno.

Otra característica de las galaxias enanas tidales es que presentan colores más azules como consecuencia de una formación estelar activa. La mayoría de las TDGs poseen grandes cantidades de HI cuyas masas se estiman del orden de $10^9 M_{\odot}$. Estas galaxias poseen fuerzas gravitacionales muy intensas y en algunos casos se encontró evidencia de una cinemática independiente de la galaxia anfitriona (Duc et al. 1997, Duc & Mirabel 1998).

El objetivo general de esta tesis doctoral es estudiar y cuantificar los efectos de las interacciones entre las galaxias sobre las propiedades fotométricas integradas y la actividad de formación estelar, en una muestra de once pares seleccionados de una muestra más grande de pares físicos estudiados por Donzelli & Pastoriza (1997) (de ahora en adelante DP97).

Los objetivos específicos son:

Analizar los resultados de la fotometría B, V e I de la muestra. Determinar la magnitud aparente total en la banda B y los colores integrados ($B - V$) y ($V - I$) para cada galaxia. Estudiar la distribución de la luminosidad para cada una de las componentes del par. Estudiar la posible correlación entre el cociente de luminosidad de las componentes del par, esto es la luminosidad de la componente primaria, dividido la luminosidad de la componente secundaria, con respecto al cociente de los diámetros mayores para cada componente del par (diámetro mayor de la principal dividido el diámetro mayor de la secundaria).

Estudiar los colores de las galaxias que componen la muestra y compararlos con los que presentan las galaxias aisladas de tipos morfológicos similares.

Construir los perfiles de luminosidad B, V e I y ajustar la componente bulbo y la componente disco para los casos en que sea posible. Con ayuda de estos perfiles,

de los ajustes antes mencionados y de las imágenes, clasificar morfológicamente cada componente del par.

Analizar las propiedades de los discos obtenidas para cada filtro. Estudiar la luminosidad y el tamaño relativo de los discos en nuestra muestra de pares de galaxias y comparar estos resultados con los discos de galaxias normales.

Identificar en las imágenes de los filtros de banda angosta $H\alpha + N[II]$ las regiones de formación estelar y medir parámetros tales como posición, tamaño, edades, colores integrados ($B - V$) y ($V - I$), luminosidad y anchos equivalentes de las líneas $H\alpha + [NII]$. Comparar estos parámetros entre las componentes del par, analizar la posible relación entre la luminosidad $\mathcal{L}(H\alpha + [NII])$ y el tamaño de las regiones.

Estudiar la naturaleza de las regiones HII de la muestra, analizando sus propiedades fotométricas, construir la función de luminosidad de las regiones HII determinando la ley que mejor ajusta y, finalmente, comparar estos resultados obtenidos de nuestra muestra con los de otras regiones HII de galaxias interactuantes.

Cabe señalar que la metodología empleada y los resultados obtenidos fueron publicados en *Astronomy & Astrophysics*, revista internacional con referato, en diciembre del 2004 bajo el título “SAMPLE OF MINOR MERGERS OF GALAXIES: OPTICAL CCD SURFACE PHOTOMETRY AND HII REGION PROPERTIES” (Ferreiro D. & Pastoriza M. 2004, *A&A*, 428, 837).

La tesis se organiza de la siguiente manera: En la Sección 2 se describe la selección de la muestra. En la Sección 3 se resumen las observaciones realizadas. En la Sección 4 se presentan las reducciones de los datos. En la Sección 5 se describen las propiedades particulares de las galaxias individuales. En la Sección 6 se presentan los resultados referentes a la luminosidad, colores y propiedades de los discos para cada componente del par. En la Sección 7 se presentan las propiedades de las regiones de formación estelar. Las conclusiones, tablas y la bibliografía consultada se presentan en la Sección 8, Sección 9 y Sección 10 respectivamente.

Capítulo 2

Selección de la Muestra

La muestra de galaxias interactuantes que se utilizó en este trabajo fue seleccionada previamente por DP97 del Catálogo de Arp & Madore (1987). Los autores estudiaron sus propiedades espectroscópicas en la región espectral del óptico (3500 - 7000 Å). Estos pares interactuantes consisten en una galaxia principal a la que se llamara componente A y una compañera que se denominara componente B o secundaria. La componente B tiene cerca de la mitad, o menos, del diámetro aparente de la componente A. Los espectros nucleares de los pares de galaxias fueron clasificados por DP97 en cuatro grupos según el grado de actividad. El criterio de clasificación utilizado es la intensidad de las líneas de emisión espectral que permiten inferir el grado de actividad en la formación estelar. Como parámetros, los autores utilizaron el ancho equivalente (EW) de la líneas de emisión $H\alpha + [NII]$, medido en los espectros de la región nuclear de las galaxias de cada par. Las características principales de estos grupos se resumen a continuación:

Grupo 1 - Los espectros observados en ambas componentes son dominados por fuertes líneas de absorción típicas del espectro de galaxias de tipo temprano. En ninguna componente es posible observar líneas de emisión. En la Fig. 2.1 se presenta el espectro correspondiente al par AM2238-575. En él se especifica el tamaño de la región en la que fue extraído el espectro.

Grupo 2 - Los espectros de las componentes A de los pares que pertenecen a este grupo son dominados por líneas espectrales de absorción, por ejemplo, Na 5890 Å, MgI

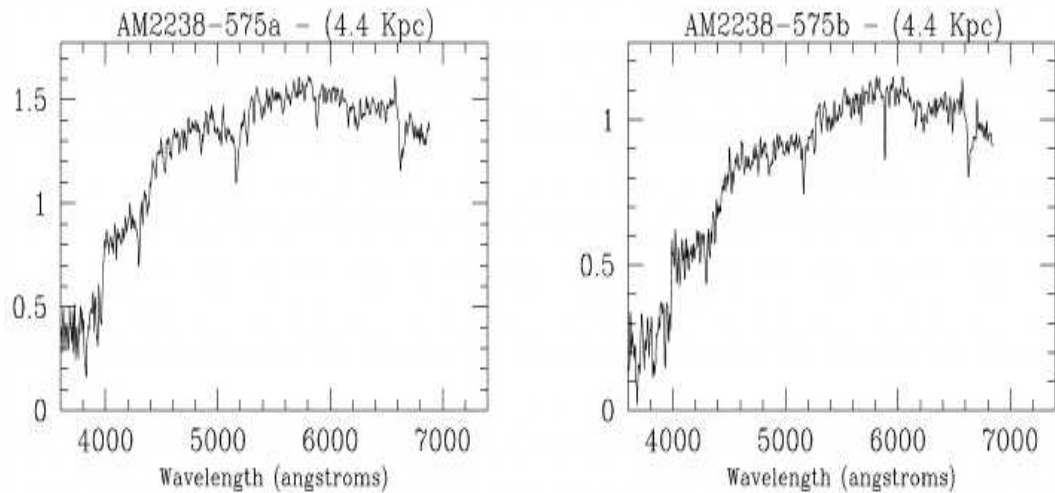


Figura 2.1: Espectro óptico de la región nuclear del par AM2238- 575 perteneciente al grupo 1 (DP97). El panel de la izquierda corresponde a la componente principal del par y el de la derecha al de la componente secundaria.

+ MgH 5175 Å, las bandas G y CN 4200 Å características de estrellas evolucionadas. En dichos espectros es posible observar una débil emisión en $H\alpha + [NII]$. El ancho equivalente, $EW(H\alpha + [NII])$, observado para estas galaxias se encuentra alrededor de los 4 Å.

Los espectros obtenidos de las componentes B presentan líneas de emisión similares a los observados en las regiones HII. De la relación de intensidad de estas líneas se concluye que la región nuclear presenta una moderada excitación. En la Fig. 2.2 se presenta el espectro de la región nuclear del par AM2105-332, que pertenece a este grupo. En dicha figura se especifica el tamaño de la región central de la que fue extraído el espectro.

Grupo 3 - Las componentes principales de este grupo muestran espectros del tipo de región HII de baja excitación, similar a los observados en la región nuclear de las galaxias del tipo Sa- Sb. Los espectros en absorción de estas galaxias tienen una contribución importante de estrellas jóvenes, cuya edad se estima en aproximadamente 10^7 años.

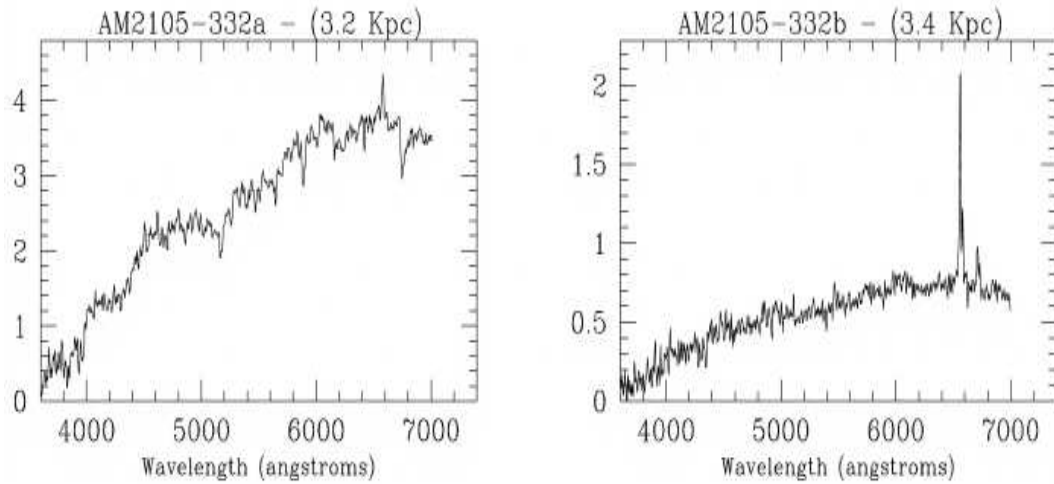


Figura 2.2: Espectro óptico de la región nuclear del par AM2105-332 que pertenece al grupo 2 (DP97). El panel de la izquierda corresponde a la componente principal del par y el de la derecha al de la componente secundaria.

Las componentes secundarias que pertenecen al grupo 3 presentan espectros de emisión del tipo de región HII con un amplio rango de excitación como se infiere de los valores del ancho equivalente, $EW(H\alpha + [NII])$, que varían entre los 6 Å a 80 Å. En la Fig. 2.3 se presenta como ejemplo el espectro de la región nuclear del par AM2058-381. En dicha figura se especifica el tamaño de la región central de donde fue extraído el espectro.

Grupo 4 - Se observan fuertes líneas de emisión como por ejemplo $H\alpha$, $[NII]$, $[OIII]$ y $H\beta$ en ambas componentes del par, indicando que los espectros corresponden a regiones de un grado más alto de ionización y excitación que los observados en el grupo 3. Se observan anchos equivalentes, $EW(H\alpha + [NII])$, con valores que en promedio son mayores a 30 Å para la componente principal y de 77 Å para la componente secundaria. Este último valor es casi 3 veces más alto que el encontrado en galaxias normales según fue reportado por Liu & Kennicutt (1995). A modo de ejemplo, se puede ver el espectro de la región nuclear del par AM2322-821 en la Fig. 2.4. En la figura se especifica el tamaño de la región central de la que fue extraído

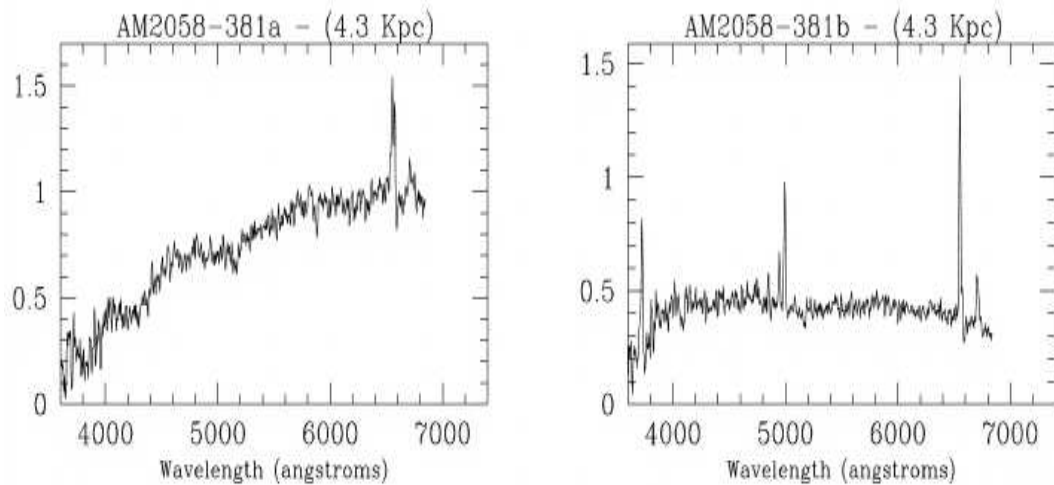


Figura 2.3: Espectro óptico de la región nuclear del par AM2058-381 que pertenece al grupo3 (DP97). El panel de la izquierda corresponde a la componente principal del par y el de la derecha al de la componente secundaria.

el espectro.

Como objetivo específico de esta tesis¹, se investigarán 11 de los 27 pares originales de los cuales la mayoría pertenecen a los grupos 2, 3 y 4 (ver Tabla 9.1). Dicha selección tiene especial interés, ya que se quiere contar con una muestra de pares de galaxias en interacción que presenten un amplio rango de actividad nuclear en ambas componentes (ver descripción de los grupos 1, 2, 3 y 4) para poder estudiar y cuantificar los efectos de las interacciones sobre las propiedades fotométricas integradas y la actividad de formación estelar.

La Tabla 9.1 resume las características principales de los pares de la muestra, estos datos fueron tomados de la base de datos NED (NASA/IPAC Extragalactic Database). La columna 1 especifica la denominación de la galaxia según el Catálogo de Arp & Madore (1987), mientras que las columnas 2 y 3 dan la ascensión recta y la declinación del par referido al equinoccio 2000. En las columnas 4 y 5 se detallan las magnitudes aparentes en el filtro B para la componente principal y para la secundaria

¹Como objetivo mayor, a concretarse en futuras investigaciones, se completarán las observaciones de los 27 pares físicos estudiados por DP97.

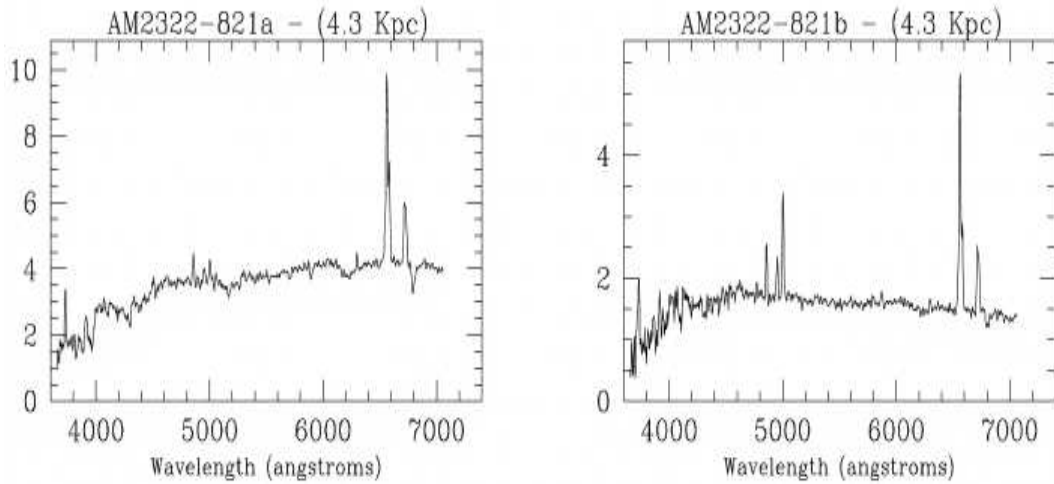


Figura 2.4: Espectro óptico de la región nuclear del par AM2322-821 que pertenece al grupo 4 (DP97). El panel de la izquierda corresponde a la componente principal del par y el de la derecha al de la componente secundaria.

respectivamente, mientras que las columnas 6 y 7 detallan la velocidad radial en $km s^{-1}$ para cada una de las componentes. Finalmente, las columnas 8, 9 y 10 especifican el tipo morfológico, la extinción galáctica en el azul y el grupo al cual pertenece según la clasificación de DP97.

La muestra está formada por galaxias que presentan un rango en magnitudes m_B que va de 12.34 a 16.02 para la componente A. En cambio para la componente secundaria (B), el rango va de 14.65 a 17.34 mag.

La velocidad radial de los pares cubre un amplio intervalo que va desde los $\sim 2600 km s^{-1}$ a los $\sim 17000 km s^{-1}$. Cabe señalar que 8 de los 11 pares poseen una velocidad radial mayor a los $9000 km s^{-1}$.

La columna 8 de la Tabla 9.1 muestra la información disponible, cuando esto es posible, con respecto al tipo morfológico de la componente principal. Se observa que para la mayoría de los sistemas interactuantes la clasificación morfológica no está definida, ya que los trabajos previos específicos sobre el tema no presentan imágenes con una adecuada resolución y las galaxias de la muestra se encuentran muy distor-

sionadas. En este trabajo se intentará hacer una clasificación morfológica de cada una de las componentes del sistema y de encontrar los subsistemas que componen la galaxia.

Capítulo 3

Observaciones

Las observaciones fueron realizadas en Julio de 1999 en el Observatorio Interamericano de Cerro Tololo (CTIO), Chile. Se emplearon 4 noches de las cuales 2 fueron sin luna y 2 con luna. Se utilizó un telescopio del tipo Cassegrain de 0.90 m de diámetro y una razón focal $f/13.5$. Se utilizó un detector CCD Tektronix de 2048×2046 pixeles, siendo la escala de 0.396 arcsec por pixel, con lo que resulta un campo de 13.5×13.5 minutos de arco. La elección de esta configuración tiene como objetivo observar el par de galaxias interactuantes en la misma imagen, garantizando así las mismas condiciones fotométricas para ambos miembros.

Las condiciones de “seeing” durante las observaciones fueron buenas ($1''.3 - 1''.6$). La Fig. 3.1 muestra la imagen de la estrella estándar Ilt7379, que tiene un ancho a mitad de altura (de aquí en adelante FWHM) de $1''.6$.

Se analizaron las condiciones atmosféricas de las noches de observación. A modo de ejemplo, se muestra en la Fig. 3.2 el ajuste de la calibración entre la magnitud instrumental y la magnitud estándar de un conjunto de estrellas de calibración. En dicha figura se presenta el ajuste de la pendiente de la recta (α) en cada filtro. El ajuste entre ambas magnitudes se obtuvo por el método de cuadrados mínimos: la pendiente de la recta ajustada es muy próxima a la unidad, indicando esto la buena compatibilidad entre los instrumentos, tanto para medir la magnitud en el sistema instrumental como en el sistema estándar. En general se observaron dos grupos de estrellas espectrofotométricas en distintos momentos de la noche. Las estándares fueron

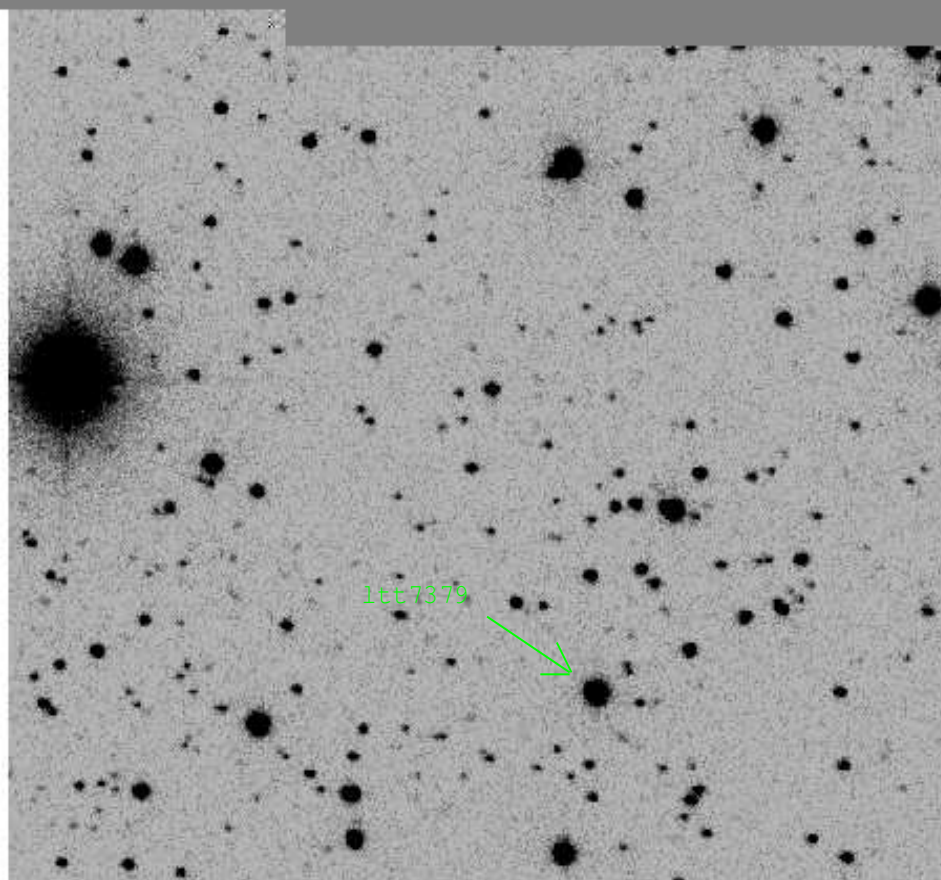


Figura 3.1: Imagen en el filtro B de la estrella estándar ltt7379.

observadas con una masa de aire igual o mayor que la de los objetos de programa. El rango en masas de aire para las estándares se encuentra entre 1.003 y 1.304, mientras que para la de los objetos de programa el rango es de 1.002 y 1.384. La raíz cuadrática media del ajuste para el filtro B se encuentra en el rango 0.06 y 0.09; estos valores señalan que hay una pequeña dispersión de los datos con respecto a la recta ajustada, lo cual indica que las condiciones atmosféricas en el momento de observación de las estándares fueron similares. Como sólo se observaron dos grupos de estándares por noche, esto no permite calcular los coeficientes de extinción. Además, las observaciones de las estándares y las de los objetos de programa tienen una diferencia de masa de aire máxima de $\Delta x \sim 0.28$. Tomando un valor medio de coeficiente de extinción en el azul $K_b \sim 0.15$ se introduce una incerteza máxima en magnitud en el azul del orden de 0.042 mag . Frente al valor de estos errores se despreciaron los términos de color ya que son una corrección de 2^{do} orden. La mayor contribución a los errores en magnitud viene dada por la calibración, no así por la determinación del flujo instrumental. El error final en la magnitud fue estimado haciendo propagación de errores teniendo en cuenta tanto el error en la pendiente como el error en el punto cero. Este procedimiento arroja un valor típico para el error en magnitud en el filtro azul de 0.04 mag .

Las observaciones fueron realizadas utilizando los filtros de banda ancha BVI de Johnson-Cousins y filtros interferenciales con un ancho típico de 75 \AA . En la Fig. 3.3 se muestran las curvas de transmisión, expresada en unidades porcentuales, en función de la longitud de onda dada en Angstroms (\AA), de los filtros de banda ancha utilizados y del filtro interferencial 6693/76. La Tabla 9.2 enumera las características más importantes de los filtros interferenciales, tanto los utilizados para observar el continuo como para observar las líneas de emisión $H\alpha + N[II]$. Dicha tabla contiene los siguientes datos: en la columna 1 el nombre de la galaxia observada, en las columnas 2 y 6 la denominación del filtro que fue utilizado para observar el continuo y las líneas de emisión $H\alpha + N[II]$ respectivamente, en las 3 y 7 la longitud de onda central ($[\text{\AA}]$) del filtro, en las columnas 4 y 8 el FWHM del filtro, en las columnas 5 y 9 el porcentaje de transparencia del filtro.

La elección de los filtros interferenciales se hizo de acuerdo con la velocidad radial

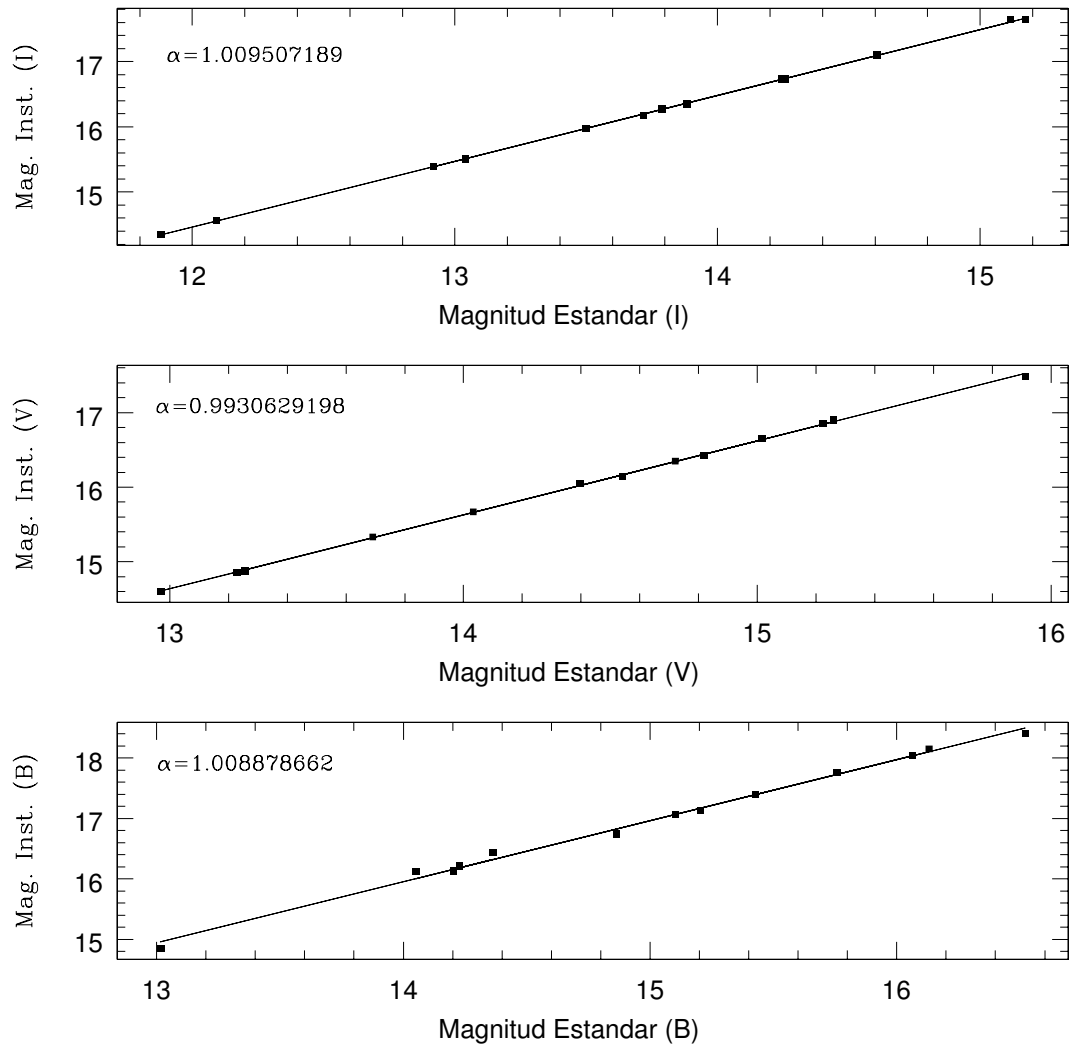


Figura 3.2: Ajuste lineal entre la magnitud instrumental y la magnitud estándar de las estrellas de calibración en los tres filtros.

de cada par, ya que por efecto Doppler la línea de emisión que se quiere observar se encuentra desplazada hacia longitudes de onda más rojas. Por otro lado, se eligió la zona espectral cercana a los 6400 Å para observar el continuo próximo a las líneas de emisión $H\alpha$. Esta elección se debe a que en esta región espectral las galaxias no presentan líneas de emisión ni de absorción. Es importante mencionar que el FWHM de los filtros interferenciales utilizados, que en promedio es de 75 Å, cubre las líneas de emisión $H\alpha$ y $[NII]\lambda\lambda 6548, 6584$. Para ilustrar esto se presenta en la Fig. 3.4 el espectro de la galaxia AM2330-303 normalizado al máximo de emisión de la línea $H\alpha$. La velocidad radial de la galaxia $V_r = 12474 \text{ km s}^{-1}$ da un corrimiento al rojo de 272.9 Å para la línea $H\alpha$. Además, en dicho gráfico se muestra la curva de transmisión de los filtros interferenciales 6693/78 y 6826/76 que se utilizaron para observar respectivamente el continuo y la línea de emisión de la galaxia en cuestión. Como puede observarse la elección de los filtros fue adecuada, se consiguió que todo el flujo de emisión de las líneas $H\alpha + N[II]$ estuviese dentro del filtro seleccionado, la línea $H\alpha$ en esta galaxia se encuentra localizada en 6835.9 Å y la del $[NII](\lambda 6548, \lambda 6584)$ en 6820.3 y 6857.8 Å, respectivamente. Se puede notar que en la zona del continuo seleccionado, que para esta galaxia se encuentra desplazado a 6666.1 Å, no se observan líneas dentro del ancho del filtro.

En la Tabla 9.3 se presenta un resumen de los datos más importantes concernientes a las observaciones efectuadas. Esta tabla muestra en la columna 1 la denominación de la galaxia y en la columna 2 la fecha de la observación, mientras que en las columnas 3, 4, 5 y 6 se detallan el número de imágenes y tiempo de exposición en que fueron tomadas para cada objeto con su respectivo filtro y en la columna 7 el FWHM medido.

Por último, la Tabla 9.4 presenta la lista de las estrellas estándares tomadas en los filtros de banda ancha que serán utilizadas para la calibración fotométrica de las magnitudes. La columna 1 presenta la denominación de la estrella, las columnas 2 y 3 la ascensión recta y la declinación de la misma referidas al equinoccio 2000. Finalmente, las columnas 4, 5 y 6 detallan la magnitud aparente en el filtro V y los colores $(B - V)$ y $(V - I)$ de la estrella estándar respectivamente.

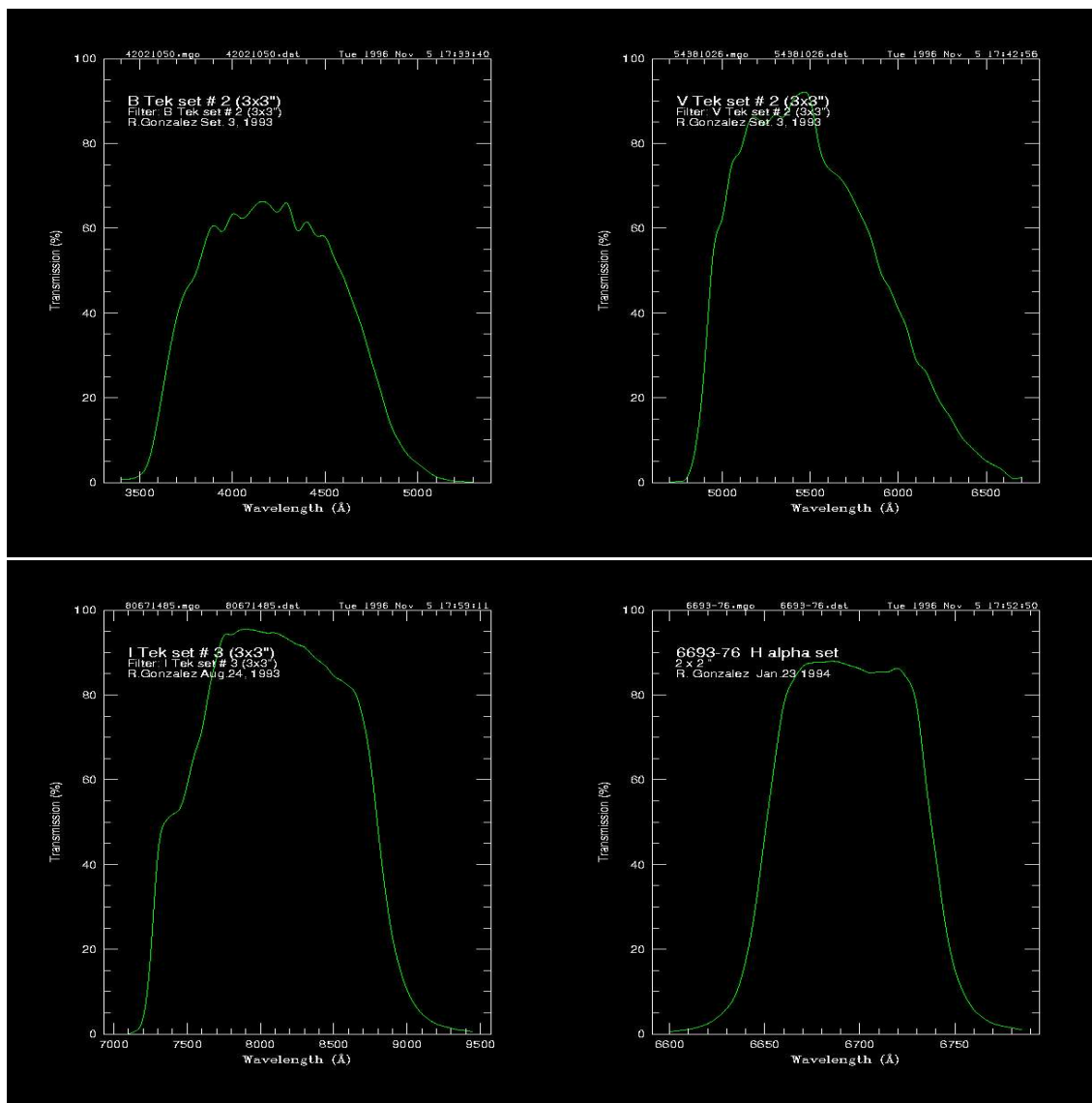


Figura 3.3: Perfil de transmisión ([%]) en función de la longitud de onda ([Å]) para los filtros de banda ancha B, V e I y para el filtro interferencial 6693/76.

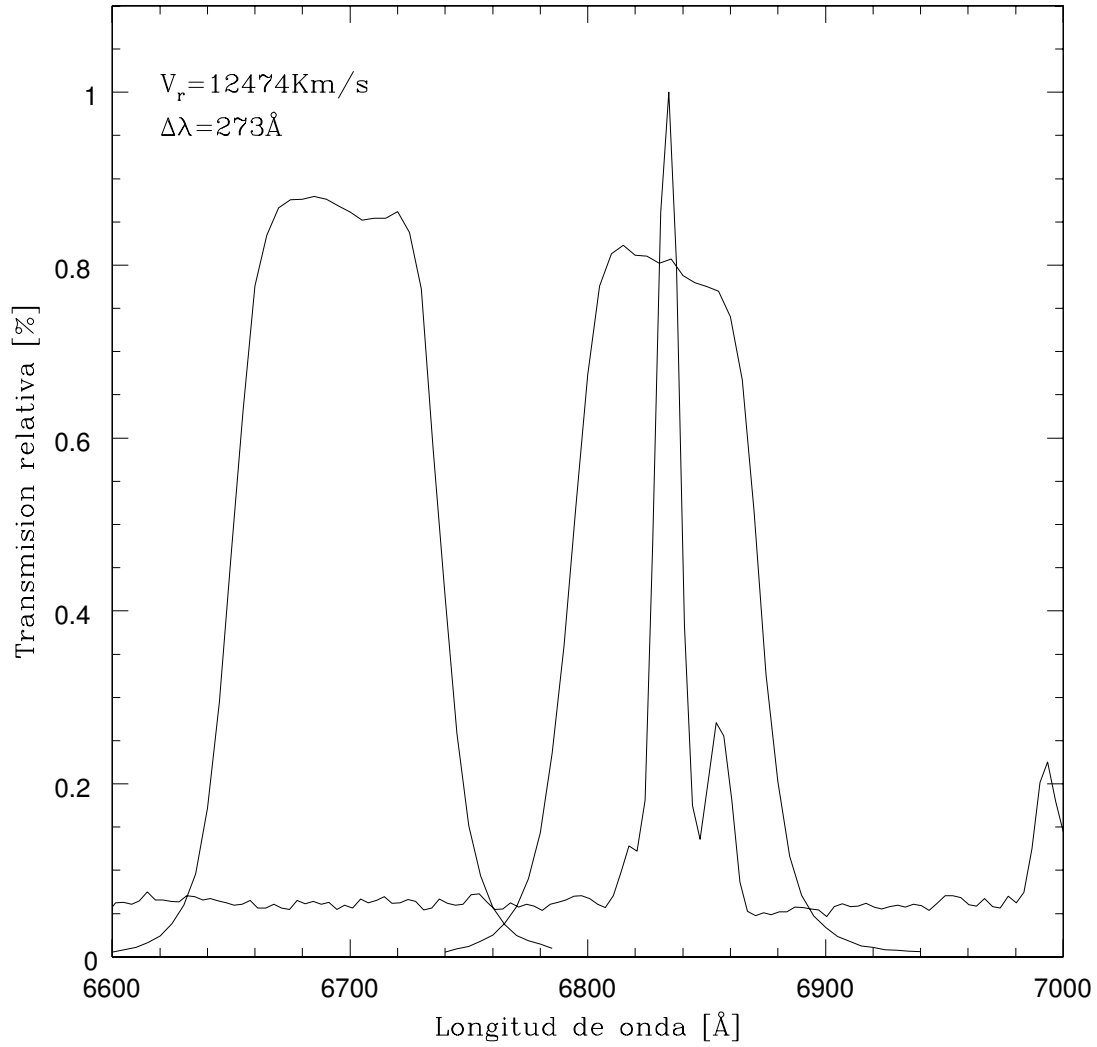


Figura 3.4: Espectro de la galaxia AM2030-303 centrado en los 6800 \AA y normalizado al máximo de emisión de la línea $H\alpha$; se superponen las curvas de transmisión relativa de los filtros interferenciales 6693/78 y 6826/76.

Capítulo 4

Magnitudes, Colores, Imágenes $H\alpha$ y Perfiles de Luminosidad

4.1 Reducción de las Imágenes

En esta sección se describirán brevemente los procesos que se emplearon para la reducción de los datos fotométricos. Todas las imágenes fueron reducidas utilizando los paquetes de IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) y rutinas propias. Para ello se siguieron los procedimientos habituales de corrección “bias” y corrección por campo plano o “flat field”.

Es sabido que las imágenes producidas por los dispositivos electrónicos como los detectores CCD (Charge-Coupled Device, dispositivo de acoplamiento de carga) requieren de una serie de correcciones antes de proceder a efectuar cualquier tipo de medición sobre ellas. Básicamente hay dos tipos de correcciones:

1) Las llamadas correcciones por efectos aditivos, las cuales se deben a señales parásitas que se mezclan con la señal normal. Las más destacadas son el bias y la corriente de oscuridad. Aún si las cargas de origen térmico han sido casi eliminadas mediante una buena refrigeración del CCD, aparece en la imagen una señal continua de origen intrínseco.

2) Las llamadas correcciones por efectos multiplicativos las cuales resultan de variaciones en la sensibilidad de un pixel a otro. Esto corresponde a la variación de

la ganancia del detector a lo largo de su superficie.

Los "bias" son imágenes obtenidas con tiempo de exposición cero. La imagen resultante consiste simplemente en una lectura del nivel de carga previa que posee cada pixel antes de una exposición ordinaria. El origen de esta señal es en parte térmico, en parte por cargas residuales y en parte por acumulación espontánea de carga. Es conveniente tomar un conjunto de imágenes bias cada noche de observación y luego combinarlos mediante procesos estadísticos. El número de estas imágenes que se tomaron una vez por noche fue entre 9 y 13. Con este número, se logra aumentar la relación señal/ruido con respecto a las imágenes individuales, en un factor $n^{1/2}$, siendo n el número de imágenes tomadas. Posteriormente, se promedió esta serie de imágenes para obtener una imagen final que se denominará "Bias".

Cuando se opera el CCD a temperaturas poco convenientes, se obtiene una señal térmica que se agrega a la señal producida por la fuente observada. Un método para eliminar este efecto, es obtener una imagen en completa oscuridad, denominada "dark". El dark se obtiene manteniendo el obturador de la cámara cerrada y tomando una exposición larga, generalmente con el tiempo de exposición más largo utilizado en las imágenes del programa. Como el CCD trabajó en óptimas condiciones térmicas, no se aplicó la corrección por corriente de oscuridad ya que ésta introduce un error mayor que el efecto que se pretende corregir.

Por otra parte, la corrección por campo plano (flat field) se debe a varios factores: los gradientes de sensibilidad, la atenuación espacial producida por partículas de polvo y viñeteado sobre la ventana del CCD y los filtros, etc., que hacen que la respuesta de cada pixel que compone el CCD no sea la misma para todos. Para poder corregir este efecto, se toma una serie de imágenes (en este trabajo entre 9 y 13) de una fuente plana, como por ejemplo, la luz del cielo al atardecer, con el fin de iluminar el CCD en forma uniforme. Luego se procede a la sustracción de bias en cada imagen, y del mismo modo que en el procedimiento anterior, se obtendrá una imagen final, que se denominará "Flat", la que resulta del promedio de la serie de imágenes. Cada imagen de programa se corrige por bias y se divide por "Flat". La corrección por "Flat" debe hacerse para cada noche de observación y por cada filtro utilizado. En el trabajo de licenciatura "Fotometría Multicolor CCD y Espectrofotometría Óptica de

Diez Galaxias Seleccionadas de un Atlas de Galaxias Peculiares” (Ferreiro, 1996) se presentan con más detalle los procedimientos básicos de reducción de imágenes CCD.

Como se sabe, la señal proveniente de un objeto celeste se encuentra montada sobre la señal que emite el cielo. Esta emisión se debe a fuentes espurias, emisión propia del cielo, luz zodiacal y objetos no resueltos, etc. Un punto crucial en la reducción es la sustracción del fondo del cielo, la que fue hecha con la tarea IMSURFIT. Como se mencionó en el Capítulo 3, se emplearon 2 noches de observación con la presencia de luna. Se controló en cada imagen para cada noche de observación el comportamiento del fondo del cielo, teniendo éste un comportamiento plano con un leve gradiente. Para obtener la emisión pura de la galaxia se seleccionaron en cada imagen áreas próximas a la misma y que no tuviesen objetos de alta luminosidad. En dichas áreas se procedió a realizar un ajuste de la función intensidad con polinomios ortogonales de Legendre de grado 2. No se requirió un grado mayor en los polinomios puesto que las imágenes presentaban una gran uniformidad. Una vez obtenido el ajuste en esas áreas, se extrapola al resto de la imagen para cubrir todo el “frame” y así obtener un nivel del cielo representativo para cada imagen y filtro. Finalmente, se procede a restar este plano ajustado en cada imagen a la de los objetos observados correspondientes.

Los rayos cósmicos son partículas subatómicas que proceden, en su mayoría, del espacio exterior y que tienen una energía elevada debido a su gran velocidad. Al incidir en el CCD, producen pixeles muy luminosos que cubren un área muy reducida y que contaminan la imagen. Para removerlos se utilizó la tarea COSMICRAY del IRAF. El algoritmo consiste en detectar el pixel más brillante (que será el candidato a rayo cósmico) dentro de una ventana de 5x5 o 7x7 pixeles y ajustar el valor medio del flujo dentro de dicha ventana, excluyendo el más brillante. Si el candidato excede en flujo un valor determinado del promedio (por ejemplo, 3 veces el valor de incerteza) es reemplazado por el valor promedio en dicha ventana. Este proceso se realiza hasta cubrir toda la imagen.

El tamaño de una fuente puntual debido a la perturbación atmosférica (de aquí en adelante seeing) se estimó ajustando la función de Gauss al perfil flujo vs. radio de las estrellas presentes en cada imagen. Uno de los parámetros que arroja el ajuste

es el ancho a mitad de altura (Full Width at Half Maximum, FWHM) de la campana ajustada anteriormente. Este FWHM es el seeing que presentan las imágenes en el momento de la observación. La determinación del seeing para cada imagen será utilizada más adelante, cuando se hable sobre las imágenes en los filtros B, V, I e imágenes $H\alpha$.

Dado que las escalas de magnitudes y de intensidades son relativas, hacen falta mediciones de referencia para llevarlas al sistema estándar, esto es, convertir las magnitudes instrumentales a magnitudes estándares, en nuestro caso B, V e I de Johnson. Para ello se realizó la calibración con estrellas estándares (ver Fig 3.2). En cada noche se observaron entre 7 y 18 estrellas estándares fotométricas de Landolt (1992), ubicadas alrededor del ecuador celeste, y al menos 3 estrellas estándares espectrofotométricas de Stone & Baldwin (1983), (ver Tabla 9.4). Las estrellas estándares de Landolt forman grupos, que fueron observados en distintos momentos de la noche. Cada grupo de estrellas fotométricas se eligió de manera tal que su ubicación en la esfera celeste estuviese próxima a la de los objetos de programa. De este modo, fue posible garantizar que tuviesen la misma masa de aire y que las condiciones del cielo fueran similares, tanto en la observación de las estándares como en la de los objetos de programa. Para la calibración fotométrica se determinaron, en las imágenes ya corregidas por bias y campo plano, las magnitudes de las estrellas estándares en el sistema instrumental. Posteriormente, se realizó el ajuste lineal, por método de los cuadrados mínimos, de las magnitudes fotométricas de ambos sistemas (ver Sección 3). La pendiente de este ajuste (α) fue muy próxima a la unidad en cada filtro y en todas las noches, lo cual indica la buena compatibilidad entre el sistema instrumental y el sistema de Johnson. La ordenada al origen o Punto Cero es la constante que relaciona el origen de los dos sistemas. La incerteza en las calibraciones son $\pm 0.04 \text{ mag}$ en el filtro B, $\pm 0.06 \text{ mag}$ en $(B - V)$ y $\pm 0.06 \text{ mag}$ en $(V - I)$. Este fue el paso final en la reducción.

4.1.1 Imágenes en filtro angosto $H\alpha$ y continuo

El espectro de una galaxia está compuesto por la emisión del continuo y por líneas de emisión y/o absorción. Por lo tanto, para obtener el flujo de la galaxia en una determinada línea de emisión, se debe sustraer de esta línea el flujo del continuo adyacente. Para esto se cuenta con imágenes tomadas en dos filtros interferenciales para cada galaxia. Estos filtros se eligen de tal manera que estén centrados en la longitud de onda de la línea en cuestión y en la longitud de onda del continuo adyacente a dicha línea. Fueron seleccionados de acuerdo a la velocidad radial que presenta el par de galaxias (ver Sección 3). Antes de esta sustracción, fue necesaria una cuidadosa alineación de las imágenes, ya que éstas sufren pequeños desplazamientos y rotaciones por mal seguimiento del telescopio (“tracking”), flexiones y seeing. Esta alineación se realizó utilizando la tarea de IMALIGN de IRAF tomando al menos 7 estrellas de campo distribuidas en forma homogénea en cada imagen. Esta tarea básicamente permite encontrar los centros de las estrellas seleccionadas en cada imagen y, posteriormente, determinar la matriz de rotación y traslación que debe aplicarse a cada imagen para obtener el recentrado de las mismas. La incerteza típica en este procedimiento no fue mayor que 0.5 píxeles. Este proceso de alineación se realizó tanto para las imágenes en los filtros interferenciales como para las imágenes en los filtros de banda ancha. El objetivo es medir los flujos en todos los filtros de las regiones HII de las galaxias, cuyo tamaño y posición se determinaron en las imágenes en $H\alpha$, (ver Sección 4.2). Como no todas las imágenes tenían igual seeing, se convolucionaron las imágenes con una función gaussiana elíptica para que la calidad de todas ellas fuera igual a las que tuvieran las peores condiciones de seeing. Se utilizó el mismo procedimiento para las imágenes con filtro de banda ancha, B, V e I. Una vez alineadas y con sus FWHM degradados, se obtuvieron las imágenes de color ($B - V$), ($V - I$) y ($B - I$) y la imagen de emisión $H\alpha$ pura. En las Fig. 5.1 - 5.44 se presentan las imágenes en B, ($B - V$), ($V - I$), ($B - I$) y $H\alpha$ para las galaxias de la muestra.

4.2 Magnitudes Integradas y Colores

Para medir la magnitud total en los filtros B, V e I, se utilizaron dos métodos independientes. El primero es la integración de la intensidad de cada pixel en una serie de diafragmas, con un radio creciente hasta la convergencia de la magnitud. El segundo método consiste en la integración del perfil de luminosidad (ver Sección 4.3). Las magnitudes totales obtenidas con ambos métodos tienen muy buen acuerdo, estas difieren en la centésima de magnitud o como en algunos casos en un valor menor. La tabla 9.5 presenta la magnitud total B y los colores integrados ($B-V$) y ($V-I$) como así también la magnitud absoluta M_B en el filtro B, diámetro mayor (D) y el diámetro menor (d) de cada galaxia hasta la isofota de $24 \text{ mag arcsec}^{-2}$ (de aquí en adelante $\text{arcsec} = \text{segundo de arco}$). Todas las magnitudes están corregidas por extinción galáctica e interna. No se aplicó la corrección “k” o corrección cosmológica ya que el rango de velocidades radiales de la muestra hace que sea despreciable dentro de los errores. Los valores de la corrección por extinción galáctica se obtuvieron de la NED; en la Tab 9.1 figura la extinción correspondiente al azul. Para la corrección interna se utilizó el valor del enrojecimiento determinado por Pastoriza, Donzelli & Bonatto (1999) (de aquí en adelante PDB99), con este valor y asumiendo una cte $R = 3.1$ se obtuvo el valor de la absorción interna para cada galaxia. Fue posible aplicar esta corrección en aquellas galaxias en que PDB99 pudieron observar el cociente de los flujos de las líneas $H\alpha/H\beta$.

Para determinar la magnitud absoluta de la galaxia es preciso conocer la distancia a la que se encuentra el sistema. Para estimarla, se hizo uso de la Ley de Hubble, las velocidades radiales usadas son expuestas en la Tab 9.1. Se adoptó, para este cálculo, un valor de la constante de Hubble $H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$.

Para determinar los diámetros de las galaxias se trazó la isofota de $24 \text{ mag arcsec}^{-2}$ a la que se le ajustó una elipse. El ajuste se hizo mediante la tarea ELLIPSE la cual utiliza el método iterativo desarrollado por Jedrzejewski (1987). Esta tarea arroja como resultados, entre otros parámetros, el semieje mayor y la elipticidad de la elipse ajustada.

Se encontró que las magnitudes B que se obtuvieron son en general más brillan-

tes que las magnitudes B presentadas en el Catálogo RC3 (ver Tabla 9.1). Para ilustrar esto, se presentan los siguientes valores promedios para cada componente: para la componente principal la diferencia promedio de las magnitudes es $\langle \Delta mag \rangle = (-0.16 \pm 0.48) mag$, donde Δmag es la diferencia de magnitud entre la magnitud presentada en el RC3 y la magnitud presentada en esta tesis. Para la componente secundaria esta diferencia es $\langle \Delta mag \rangle = (-0.51 \pm 0.67) mag$. Las diferencias entre las magnitudes pueden ser ocasionadas por la incerteza en la observación y por la reducción de los datos, ya que son distintos los métodos utilizados para determinar la magnitud integrada. Las magnitudes integradas del RC3 fueron determinadas a partir de placas fotográficas, usando fotometría de abertura, por lo que la integración está dentro de un radio dado. En cambio, como se explicó al principio de esta sección, las magnitudes observadas se determinaron en dos formas distintas, por la integración de la intensidad de cada pixel hasta un radio de convergencia y por la integración del perfil de luminosidad. Estos métodos, que se utilizaron en este trabajo, dan resultados similares y sus integraciones alcanzan radios mayores que los empleados en fotometría fotoeléctrica. Como consecuencia de esto, se obtuvieron valores de magnitud más brillantes.

Las imágenes de las galaxias en las líneas de emisión puras $H\alpha + [NII]$ fueron utilizadas para identificar las regiones de formación estelar (de aquí en adelante RHII) y medir su posición en coordenadas X e Y con respecto al centro de la galaxia. Para determinar la posición de dichas regiones se utilizó un sistema de coordenadas cartesiano donde el eje X crece desde el centro de la galaxia hacia el oeste y el eje Y desde el centro hacia el norte. La posición está determinada por la distancia en XY del centro de la galaxia al centro de la región de formación estelar. El centro de la RHII se considera como el punto de máxima intensidad dentro de la misma región. Las imágenes $H\alpha + [NII]$ y las RHII identificadas se presentan en el Capítulo 5, en los paneles G y H, para cada galaxia (Fig. 5.4, 5.8, 5.12... etc.). Se sabe que el tamaño de las RHII está determinado por el radio de Strömgren, radio en el cual la fotoionización de las nebulosas por estrellas ionizantes O y B decae abruptamente. Dicho radio es prácticamente imposible de determinar para objetos extragalácticos con los medios utilizados. El tamaño de la región de formación estelar fue determinado

de la siguiente manera: se midió el área (\mathcal{A}) sumando todos los pixeles encerrados por la isofota cuyo nivel de luminosidad es el 10% de la intensidad de la parte central de la RHII. Se le asignó a cada región un radio equivalente calculado de la expresión $r_{eq} = (\mathcal{A}/\pi)^{0.5}$. El radio equivalente obtenido por este proceso posee unidades de pixeles que, con la escala del telescopio y la distancia a la galaxia (ver Sección 4.2), permite obtener dichos radios en unidades de kpc .

El valor del flujo y la luminosidad $H\alpha+[NII]$ en cada RHII fueron determinados integrando la intensidad de los pixeles dentro de un diafragma de radio igual al radio equivalente y centrado en el pixel de máxima intensidad, utilizando para esto la tarea llamada IMEXAM.

Para la calibración en $H\alpha$ se cuenta con los flujos de los espectros ópticos de la región nuclear que obtuvieron DP97. Los flujos se midieron en el sistema instrumental, en una zona igual en posición y tamaño a aquella de la cual fueron extraídos los espectros de DP97. Con ambos flujos se procedió a determinar el factor de conversión entre ambos sistemas (instrumental a estándar) para luego aplicar dicho factor a las demás regiones. Para cada imagen correspondiente al continuo adyacente a $H\alpha$ se midió el flujo de las regiones de formación estelar con el mismo tamaño y ubicación. Con el flujo del continuo $F_c(\lambda)$ y de la línea $F_l(\lambda)$ se determinó el ancho equivalente $EW(H\alpha + [NII])$ de las RHII individuales con la siguiente fórmula:

$$EW = \int_0^\infty \left(\frac{F_c(\lambda) - F_l(\lambda)}{F_c(\lambda)} \right) d\lambda \quad (4.1)$$

También se midió la magnitud B y los colores $(B - V)$ y $(V - I)$ de las regiones de formación estelar, integrando la intensidad de los pixeles dentro del radio equivalente, en la misma posición y tamaño en que fueron determinadas las regiones. Estas magnitudes y colores fueron calibrados, o sea, llevados al sistema estándar como se explicó en la Sección 4.1. En un paso posterior, se corrigieron por enrojecimiento. Para ello, se estimó el enrojecimiento interno para cada galaxia con la ayuda del cociente de intensidades de las líneas $H\alpha/H\beta$, medido en su región central por PDB99. El enrojecimiento interno para la región nuclear obtenido de este cociente tiene un

rango entre $0.25 \leq E(B - V) \leq 0.96$; estos valores son más bajos que los observados en galaxias infrarrojas ultraluminosas tibias (Surace et al. 1998) cuyos valores están entre $0.78 \leq E(B - V) \leq 1.93$. Esto indica que las galaxias de nuestra muestra tienen menos polvo que las galaxias infrarrojas ultraluminosas tibias. Por otro lado, es sabido que el enrojecimiento en las regiones HII es mayor que el estimado en el núcleo. Siguiendo los argumentos de Whiltmore & Schiwer (1995) el polvo debería “desaparecer” en un tiempo de 10^6 años en regiones de 100 pc de diámetro. Se estimó que las regiones de formación estelar tienen una edad entre 3×10^6 a 10^7 años (ver Tabla 9.6). Para determinar dichas edades se emplearon los modelos sintéticos de RIII de Leitherer et al. (1999) (ver Sección 7.1), los cuales utilizan el ancho equivalente $EW(H\alpha + [NII])$ o la luminosidad $\mathcal{L}(H\alpha + [NII])$ o los colores de las regiones de formación estelar (RIII). Se estableció un buen acuerdo entre las edades obtenidas utilizando los tres parámetros mencionados anteriormente. El EW es un indicador de la edad que no está afectado por enrojecimiento. Sobre la base de estos argumentos, se estimó que pocas regiones tienen aún cantidades significativas de polvo. Por lo tanto, usar el enrojecimiento estimado de la región nuclear representa un límite superior para las regiones HII.

Los colores y los flujos para estas regiones HII fueron corregidos por extinción, asumiendo un valor constante $E(B-V)$ a través de la galaxia, como se describió arriba. La Tabla 9.6 presenta la posición relativa de las regiones de formación estelar con respecto al núcleo de la galaxia, radio equivalente, magnitud total B, colores, luminosidad calibrada $H\alpha + [NII]$ dentro de \mathcal{A} y el ancho equivalente $EW(H\alpha + [NII])$. Dicha tabla también muestra la edad de regiones de HII, estimada en la Sección 7.1.

4.3 Perfiles de Luminosidad

La mayoría de las galaxias observadas tienen perturbaciones morfológicas fuertes debido a la interacción con su compañera. Por esta razón, muestran isofotas muy irregulares. Para este tipo de galaxias muy perturbadas, los perfiles de luminosidad trazados con algoritmos azimutales (Jedrzejewski 1987) no convergen. En este caso es conveniente obtener los perfiles de luminosidad como fue definido por Sérsic (1982).

El radio equivalente r_{eq} esta definido como:

$$r_{eq} = \left(\frac{S(m)}{\pi} \right)^{0.5} \quad (4.2)$$

donde $S(m)$ es proporcional al área proyectada (en segundos de arco cuadrados) para los pixeles con una intensidad $I(m) = 10^{-0.4m}$ satisfaciendo la condición $I(m') > I(m)$, m' corresponde a los pixeles cuya intensidad es mayor que el de la isofota de magnitud m . Por lo tanto, para trazar un perfil de luminosidad, los pasos son los siguientes: se selecciona una isofota de magnitud m cuya intensidad es $I(m)$; todos los pixeles con intensidad mayor que $I(m)$ son sumados. De la suma de intensidades se obtiene la magnitud que encierra la isofota de magnitud m , y de la suma de los pixeles, el área total $S(m)$. Con la ecuación 4.2 se obtiene el radio equivalente. Así se construyen los perfiles de luminosidad ya que cada r_{eq} tiene asignada una magnitud m . Las unidades de las magnitudes así obtenidas están expresadas en magnitudes por segundos de arco cuadrado. Esta técnica tiene la ventaja de permitir trazar perfiles de luminosidad en galaxias con cualquier tipo morfológico.

Se obtienen los perfiles de luminosidad en los filtros B, V e I para cada una de las galaxias de la muestra y, cuando fue posible, fueron ajustados por una ley del tipo $R^{1/4}$ (de Vaucouleurs 1953) y/o una ley exponencial (Freeman 1970). Esta descomposición nos permitió caracterizar por separado las propiedades fotométricas de los subsistemas bulbo y disco, respectivamente. Se controló, para cada par interactuante, la separación angular entre los centros de las galaxias y el diámetro mayor de la galaxia principal (ver Tabla 9.5) la cual fue determinada ajustando una elipse a la isofota de magnitud $\mu = 24 \text{ mag arcsec}^{-2}$ (ver Sección 4.2). Se encontró que para la mayoría de los pares la separación entre los centros es mayor que el radio de dicha isofota (ver Tabla 9.5). Esto permite asegurar que el disco de la galaxia primaria no está contaminando fuertemente la componente disco en la galaxia secundaria. Hay cuatro posibles casos dudosos: los pares AM1256-433, AM1448-262, AM2229-735 y AM233-451, que se analizan por separado.

Para determinar la inclinación (i) de la galaxia se define el coseno de la inclinación ($\cos(i)$) como el cociente del diámetro menor (d) sobre el diámetro mayor (D) (ver

Tabla 9.5) de la galaxia, esto es $\cos(i) = d/D$. El ángulo de inclinación de una galaxia está definido con respecto a la visual del observador ($i=0^\circ$ galaxias de frente).

En el par AM1256-433 la componente disco de la primaria no contamina fuertemente el de la secundaria debido a que la componente secundaria se encuentra hacia el NE con respecto a la primaria (ver Figura 5.1). Además, la galaxia primaria (por lo tanto su componente disco) presenta una gran inclinación ($i=78^\circ$) con respecto a la visual del observador. Si se observa la componente disco de la secundaria se ve que es menos brillante que la de la primaria, esto indica que la contaminación no es significativa del disco de la primaria sobre el de la secundaria.

En el par AM1448-262 (ver Figura 5.9) la separación angular entre los núcleos es de $52''$, mientras que el radio mayor de la primaria es de $50''$ y el radio menor de la secundaria es de $14''$. Estos valores indican que hay una superposición de los discos de las galaxias pero se estima que esta superposición es menor al 25%. Dado que el disco de la componente primaria es el más débil de la muestra y su superposición sobre la secundaria se produce en una pequeña área, se puede decir que su contaminación sobre la componente disco de la secundaria puede ser despreciada.

El par AM2229-735 tiene una separación angular entre los núcleos de las galaxias de $20''$. La componente primaria y por lo tanto su componente disco, tiene una inclinación del orden de los 60° . Al observar la posición de la secundaria (ver Figura 5.25) con respecto a la primaria y su inclinación, y teniendo en cuenta que el radio menor de la primaria es de $12''$ y el radio mayor de la secundaria es de $9''$, se concluye que los discos de las galaxias podrían tener una superposición en una fracción muy pequeña, con lo cual la contaminación del disco de la componente primaria sobre el de la secundaria puede ser despreciado.

Analizando la Figura 5.41 que corresponde al par AM2330- 451 junto con el valor de la separación de los núcleos ($41''$), el radio mayor de la primaria ($64''$) y el radio menor de la secundaria ($14''$) se puede afirmar que el disco de la galaxia primaria está contaminando la componente disco en la secundaria. Por esta razón, primero se ajustaron isofotas elípticas en la galaxia principal con la tarea “ellipse” del IRAF. Luego, utilizando los parámetros obtenidos, se procedió a construir un modelo de imagen para la componente primaria con la tarea “bmodel”. Una vez obtenido dicho

modelo, se procedió a restarlo de la imagen original, dando como resultado una imagen que contiene solamente la componente secundaria. A esta imagen se trazó los perfiles de luminosidad cuya componente disco no está contaminada por la componente disco de la primaria (ver Figura 5.43). El mismo procedimiento se aplicó a la galaxia secundaria para obtener como resultado una imagen de la primaria sin contaminación de la secundaria y para trazar el perfil de luminosidad (ver Figura 5.43).

La forma funcional adoptada para las componentes bulbo y disco es la siguiente:

$$I(r)_{Bulbo} = I_e \exp \left[-7.688 \left(\left(\frac{r}{r_{eff}} \right)^{0.25} - 1 \right) \right] \quad (4.3)$$

$$I(r)_{Disco} = I_d \exp \left[-\frac{r}{d_l} \right] \quad (4.4)$$

La ecuación 4.3 corresponde a la componente del bulbo, mientras que la ecuación 4.4 es para el disco. En estas ecuaciones I_e es la intensidad a un radio efectivo r_{eff} dado, el cual encierra la mitad de la luminosidad total del bulbo, I_d es la intensidad central del disco y d_l la longitud de escala de la componente disco. En términos generales se siguió el método descrito por Schombert & Bothum (1987) y se utilizó la rutina NFIT1D implementada en el paquete STSDAS de IRAF para obtener los parámetros mencionados arriba. Esta tarea básicamente ajusta una función no lineal unidimensional, usando un ajuste χ -cuadrado ya sea por un algoritmo de minimización simple o por el algoritmo de Levenberg-Marquardt. Para que esta rutina arroje resultados satisfactorios, es necesario utilizar parámetros iniciales apropiados, aun así la descomposición suele no ser unívoca. Por estas razones es preciso controlar y analizar los parámetros arrojados por el método, para que estos tengan sentido físico. Lo primero que se hace es estimar los parámetros iniciales del disco y del bulbo de los perfiles de luminosidad. Lo segundo es usar estos parámetros y ver qué resultados arroja la rutina, controlar el ajuste y analizar si los parámetros calculados por la rutina tienen sentido físico. Por ejemplo, se controló que la magnitud de los discos no sea menor a 22 *mag*, que la longitud de escala no sea extremadamente grande, que el r_{eff} no sea menor al valor del seeing. Cuando alguno de estos efectos sucedió,

se intentó encontrar mejores parámetros iniciales. Para ello se ajusta primero sólo un disco, luego sólo la componente bulbo y se toman como parámetros iniciales los parámetros arrojados por los ajustes en forma separada. Posteriormente, se vuelve a controlar los resultados obtenidos. En muchos casos esto tampoco sirvió, por lo que sólo se ajustó una ley exponencial a la componente disco. Se priorizó ajustar la componente disco sobre la del bulbo por el hecho que la interacción no afecta en forma significativa el perfil de luminosidad de la componente disco en la parte más externa del mismo, no así la componente bulbo que presenta marcados excesos de luminosidad. Cabe aclarar que no sucede lo mismo con el disco propiamente dicho de la galaxia. En una interacción las regiones más afectadas por las fuerzas de marea son las regiones exteriores de la galaxia, las que tendrían una menor ligadura gravitatoria. Estas partes de la galaxia se deforman, producen colas, puentes, “warp”, etc., pero sus cambios de luminosidad producen regiones luminosas que contribuyen con excesos de luz en las regiones interiores del perfil de luminosidad. Por lo tanto la parte externa del perfil de luminosidad es puramente disco, sin excesos y fácil de ajustar. Otro hecho observado en simulaciones numéricas es que la interacción conduce el gas hacia las regiones nucleares, esto favorece la formación estelar en esta parte central de la galaxia, lo que produce regiones de alta luminosidad las que son observadas como excesos de luz en los perfiles de luminosidad en las regiones interiores del perfil. Como ya fue dicho anteriormente, el método es muy sensible a los parámetros iniciales, por lo que no se consideraron los errores que arroja el método sino que estos errores fueron estimados haciendo pequeñas variaciones sobre los parámetros iniciales (una vez obtenidos los que se consideraban más adecuados por los resultados finales). Se observó que los parámetros resultantes presentan variaciones menores al 20%.

Para obtener la luminosidad total de la galaxia y la de cada componente, se usaron las siguientes expresiones (Boris et al. 2001):

$$\mathcal{L}_{\text{Total}} = \int_0^{\infty} I(r)2\pi r dr \quad (4.5)$$

$$\mathcal{L}_{\text{Bulbo}} = 7.21\pi I_e r_e^2 \quad (4.6)$$

$$\mathcal{L}_{\text{Disco}} = 2\pi I_0 d_l^2 \quad (4.7)$$

donde la ecuación 4.5 corresponde a la luminosidad total de la galaxia, la ecuación 4.6 a la luminosidad de la componente bulbo y por último, la ecuación 4.7 a la luminosidad de la componente disco. Los perfiles de luminosidad para cada galaxia, junto con las funciones ajustadas para cada componente, se presentan en el capítulo 5 en el panel E, para la componente A, y en el panel F, para la componente B (Fig. 5.3, 5.7, 5.11... etc.). Los parámetros del disco y del bulbo, para cada galaxia, en cada filtro, se presentan en Tabla 9.7, donde el brillo superficial central m_0 y el brillo superficial efectivo m_e se obtuvieron de las siguientes expresiones:

$$m_e = -2.5 \log I_e \quad (4.8)$$

$$m_0 = -2.5 \log I_0 \quad (4.9)$$

ambas magnitudes están expresados en mag arcsec^{-2} .

Capítulo 5

Las Galaxias

En este capítulo se describen las características principales de cada miembro que compone el par. Se presentan además las imágenes en el filtro B, los mapas de color $(B - V)$, $(V - I)$ y $(B - I)$, los perfiles de luminosidad para cada componente y las imágenes en emisión pura $H\alpha + [NII]$ con sus mapas de contorno.

5.1 AM1256-433

Originalmente, este sistema fue identificado en el Catálogo de Arp & Madore (1987) como un sistema múltiple. El análisis espectroscópico realizado por DP97 reportó que el sistema está formado por dos pares de galaxias físicamente independientes. En este trabajo se estudia el par interactuante ubicado al NE del sistema, conocido también como ESO 269-IG 023. Este par está compuesto por galaxias tipo disco en $cz = 9014 \text{ km s}^{-1}$ (ver Figura 5.1).

La componente principal está muy perturbada y presenta dos brazos espirales bien desarrollados y resueltos en regiones HII. Posiblemente la distorsión que presenta el brazo SE sea debido al paso de la compañera. La magnitud absoluta de la componente A es $M_B = -20.76 \text{ mag}$, el color, $(B - V) = 0.47$, es típico de galaxias tipo Sc-Sd. En el núcleo de esta componente se detectó un alto valor de enrojecimiento, esto es $E(B - V) = 0.83$.

El perfil de luminosidad de la componente primaria es predominantemente ex-

ponencial y muestra un exceso de luminosidad en el interior de los $12''$ de radio equivalente. La componente bulbo, si existe, se encuentra en una región menor a los $2''$. Solamente se pudo ajustar la componente disco mediante una ley exponencial. El color $(B - V) \approx 0.4$ se mantiene constante a lo largo de la componente principal.

En esta componente pudieron observarse 7 regiones de formación estelar. El promedio del tamaño de las regiones es de 1380 pc , el valor de la luminosidad está comprendido entre $3 \times 10^{39} \text{ erg s}^{-1}$ a $18 \times 10^{39} \text{ erg s}^{-1}$. Se encuentra que la edad de la mayoría de las regiones es $\tau \approx 6.2 \times 10^6$ años, salvo la número 7 cuyo valor es $\tau = 4.2 \times 10^6$ años (ver Sección 7.1).

La componente secundaria presenta una barra de 2.5 segundos de arco, orientada en dirección N-S. Esta galaxia no presenta brazos espirales, solamente una pequeña y débil cola saliendo del lado sur de la barra. La magnitud absoluta es $M_B = -19.48 \text{ mag}$ y el color $(B - V) = 0.61$ es típico de galaxias tipo Sc- Sd.

El perfil de luminosidad de la componente secundaria es peculiar y solamente se ajustó la componente disco. El color del perfil $(B - V)$ presenta un gradiente con valor de 0.8 en la región nuclear a 0.4 en las zonas más externas como puede verse en la Figura 5.3.

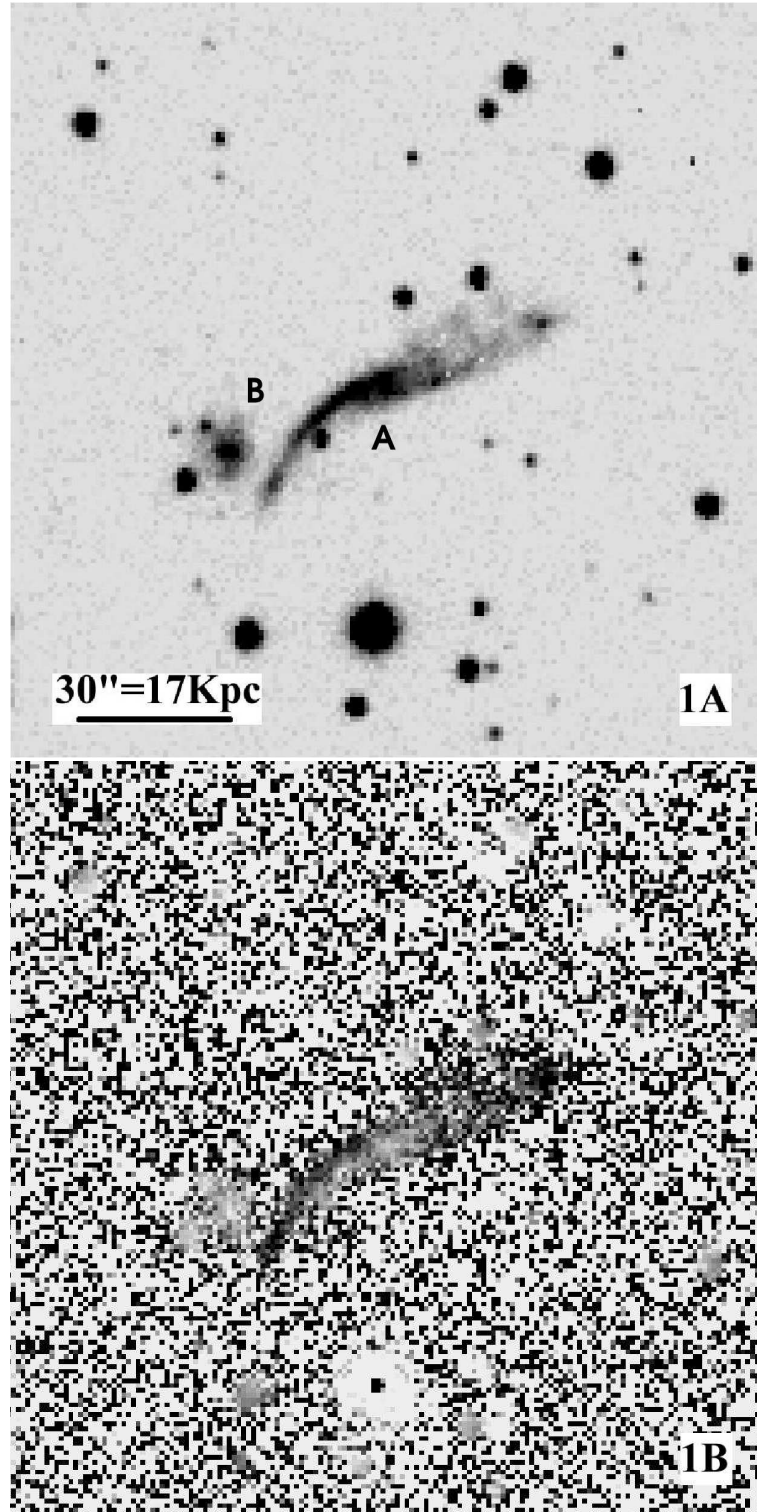


Figura 5.1: AM1256-433. Componente principal (A), componente secundaria (B). Paneles 1a) imagen B y 1b) imagen ($B - V$). Norte hacia arriba y Este hacia la izquierda. El campo es 200 x 200 segundos de arco.

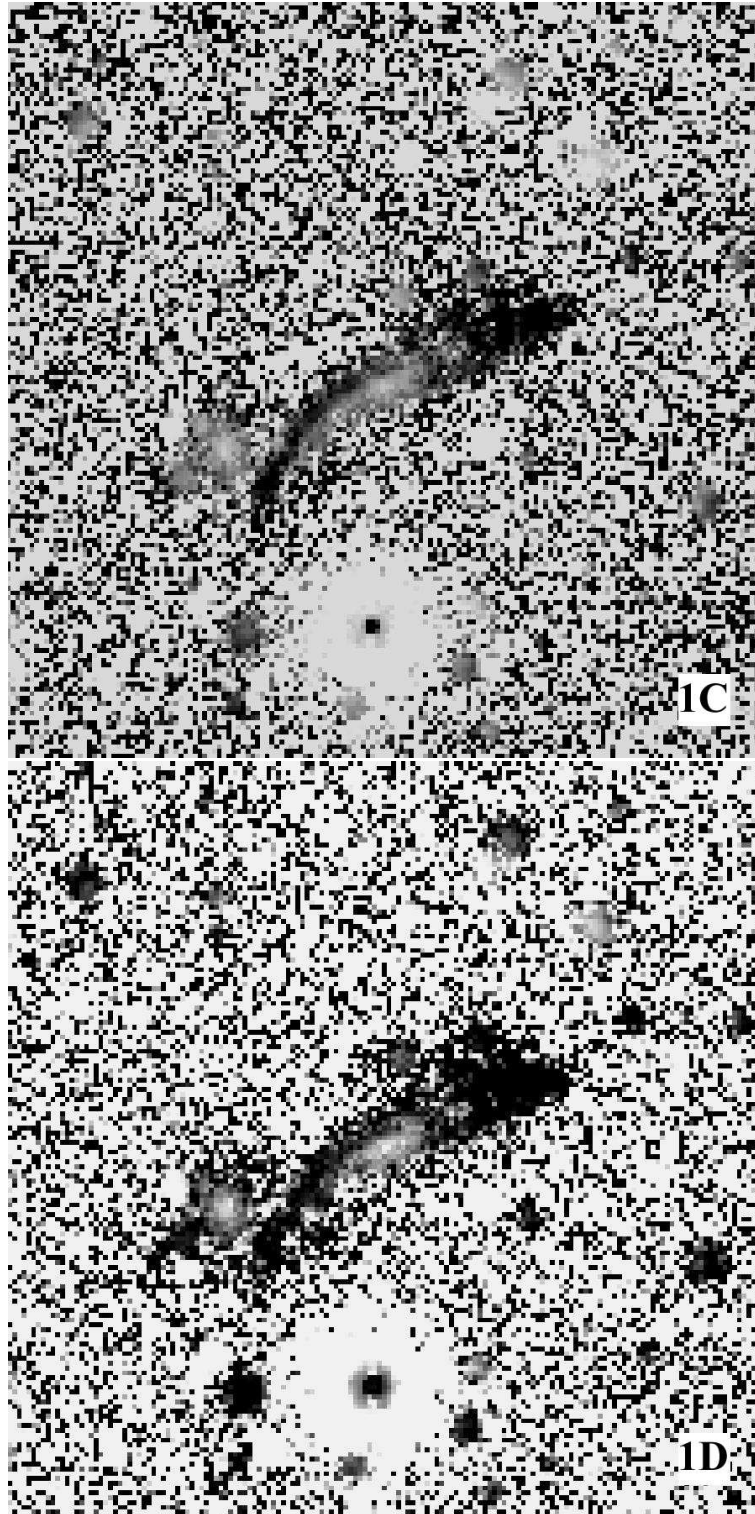


Figura 5.2: AM1256-433. Paneles 1c) imagen ($B - I$) y 1d) imagen ($V - I$). Norte hacia arriba y Este hacia la izquierda. El campo es 200×200 segundos de arco.

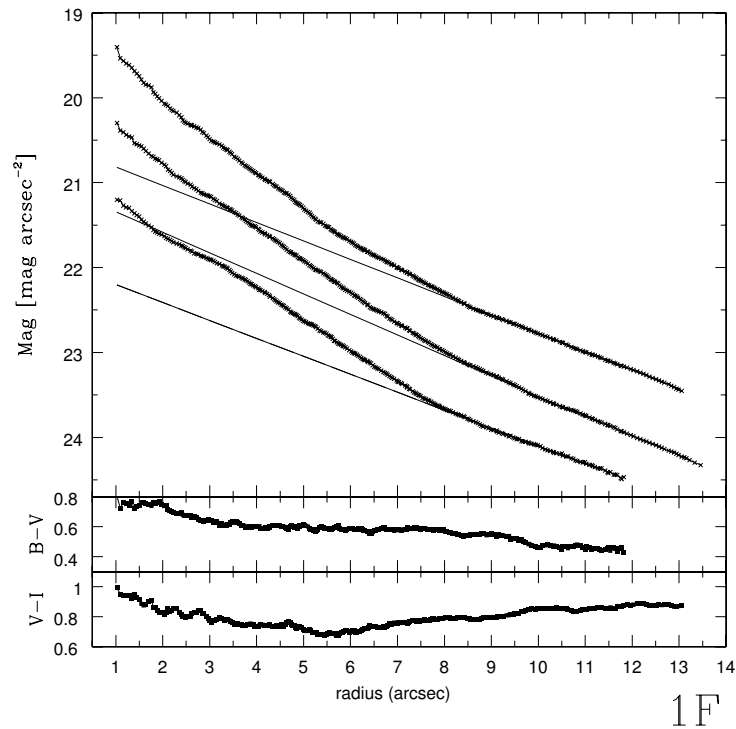
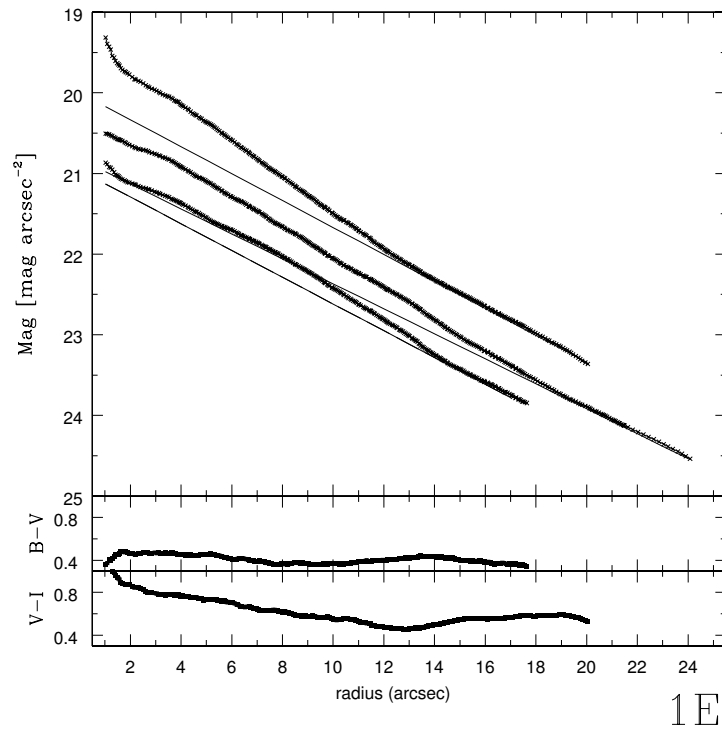


Figura 5.3: AM1256-433. Paneles 1e) y 1f) Perfiles de luminosidad superficial de la componente primaria y secundaria del par: B (abajo), V (medio), I (arriba). La línea sólida indica el ajuste bulbo más disco; la línea cortada, el ajuste de la componente bulbo y la línea punteada el ajuste de la componente exponencial. Los paneles inferiores presentan los perfiles de los colores ($B - V$) y ($V - I$).

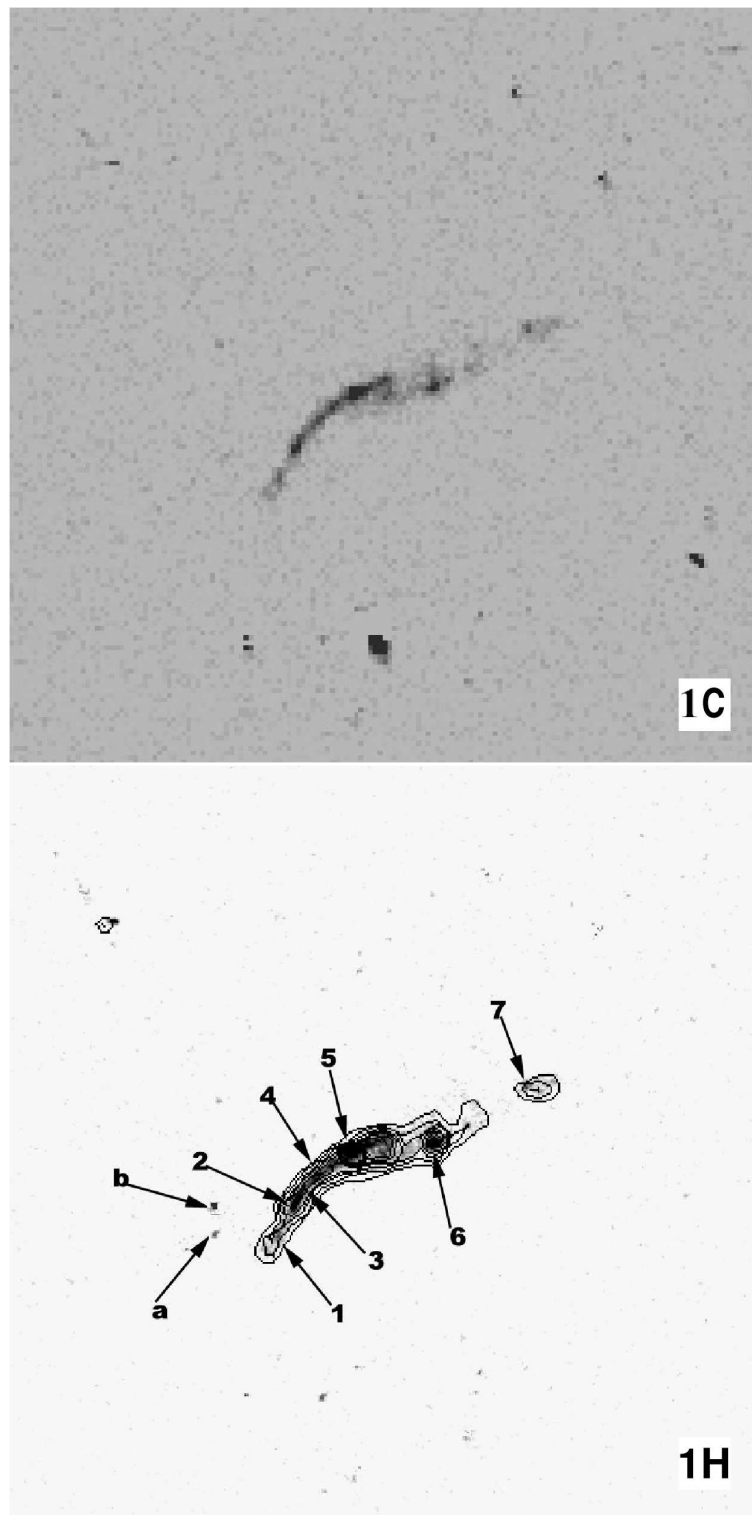


Figura 5.4: AM1256-433. Paneles 1g) imagen $H\alpha$ sin continuo y 1h) identificación de las regiones HII. Norte hacia arriba y Este hacia la izquierda. El campo es 200 x 200 segundos de arco.

5.2 AM1401-324

Este par es del tipo M51 con un $cz = 10321 \text{ km s}^{-1}$. La galaxia principal tiene un núcleo muy brillante y un brazo que envuelve la galaxia entera, dando la apariencia de un anillo (ver Figura 5.5). Se observa también una barra incipiente en dirección NW-SE, la cual presenta varias regiones HII intensas. La galaxia secundaria está localizada al final de un brazo espiral de la galaxia principal y tiene la apariencia de una galaxia elíptica.

La magnitud absoluta de la componente principal es $M_B = -21.90 \text{ mag}$ y el color integrado $(B - V) = 0.43$; este es el objeto más luminoso y más azul de la muestra. La secundaria tiene $M_B = -18.69 \text{ mag}$, un color $(B - V) = 0.77$ y su perfil de luminosidad no sigue la ley $R^{1/4}$. Con este valor de magnitud absoluta esta componente podría ser una galaxia elíptica de luminosidad intermedia, pero como el perfil de luminosidad no sigue una ley $R^{1/4}$ probablemente sea algún tipo de galaxia compacta, además el color $(B - V)$ es más azul que el observado en galaxias elípticas de igual luminosidad. Fue posible descomponer el perfil de luminosidad para la galaxia principal en la componente disco y bulbo. Por otra parte, se obtuvo la longitud de escala $d_l \approx 10''$ y el brillo superficial efectivo $b_0 \approx 22.6 \text{ mag arcsec}^{-2}$. El color $(B - V)$ y $(V - I)$ se mantiene casi constante a lo largo de la galaxia, con un valor $(B - V) \approx 0.5$. En cambio, para la secundaria, se obtuvo $(B - V) \approx 0.7$ hasta los $3''$, cayendo a 0.55 en los $6''$ (ver Figura 5.7).

En la componente principal se identifican 6 regiones HII con tamaños entre 1200 y 2200 pc , colores $(B - V)$ entre 0.14 y 0.55 y un amplio rango de luminosidades $H\alpha$ entre $5.2 \times 10^{39} \text{ erg s}^{-1}$ a $120 \times 10^{39} \text{ erg s}^{-1}$. Se estimó, para esas regiones de formación estelar, edades aproximadas de 6×10^6 a 10^7 años (ver Sección 7.1).

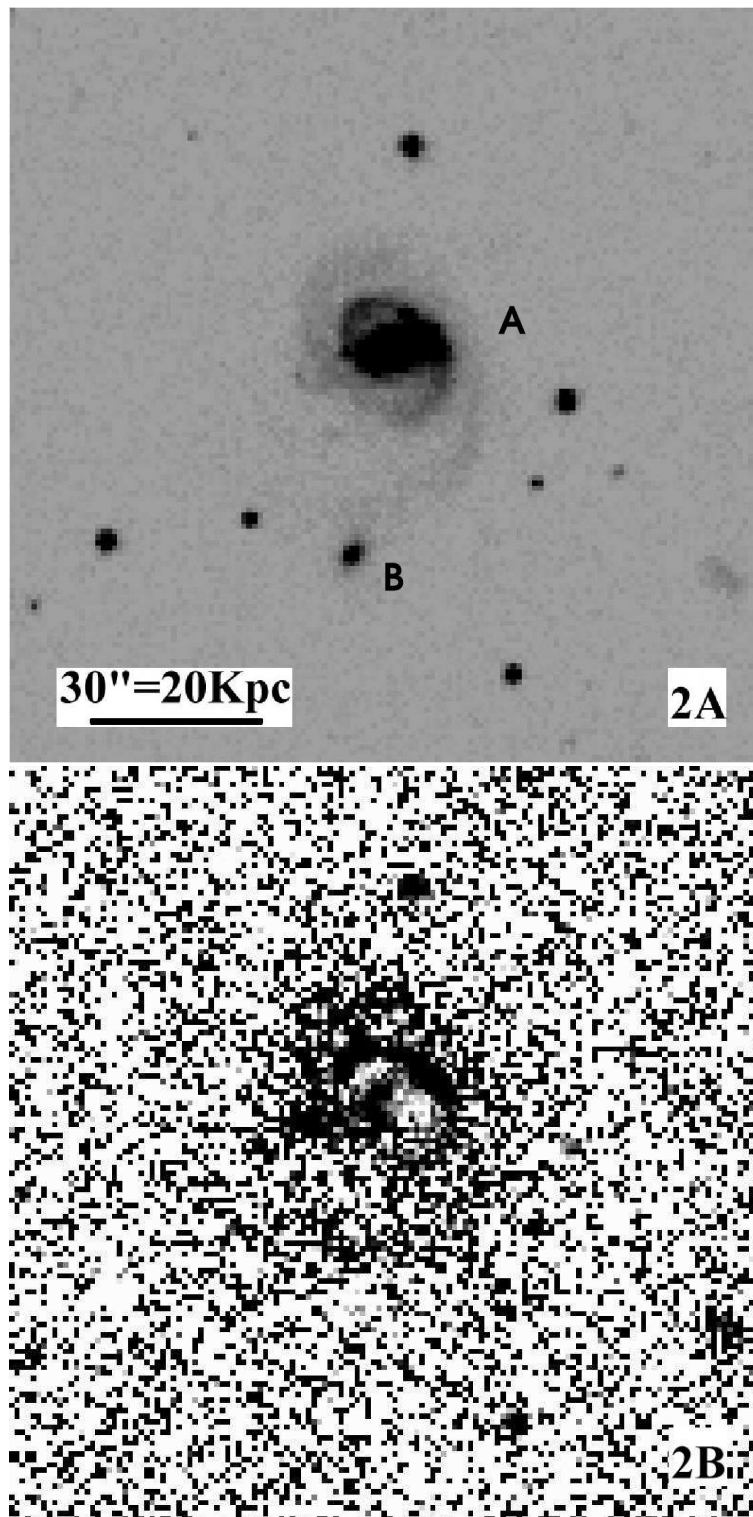


Figura 5.5: AM1401-324. Igual que en Figura 5.1.

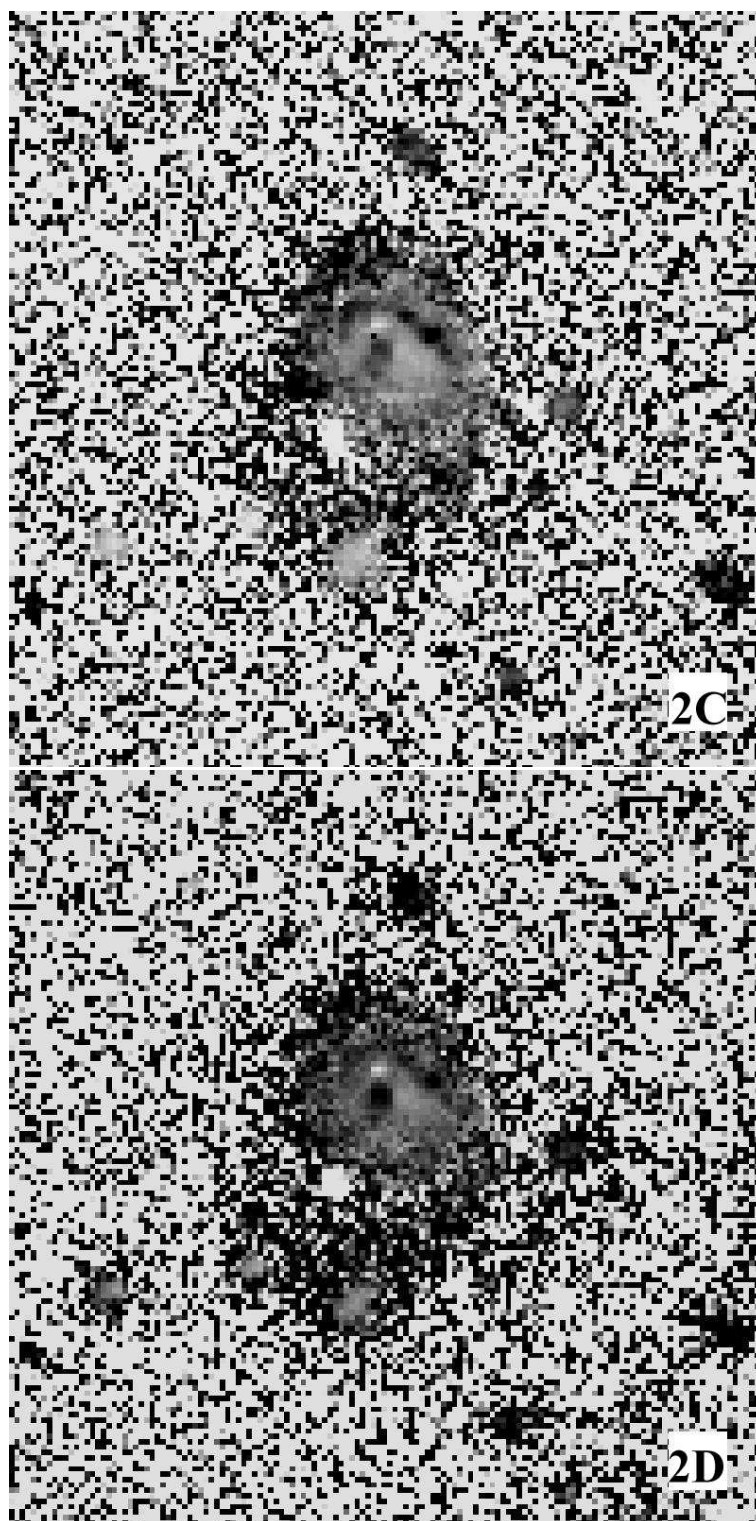
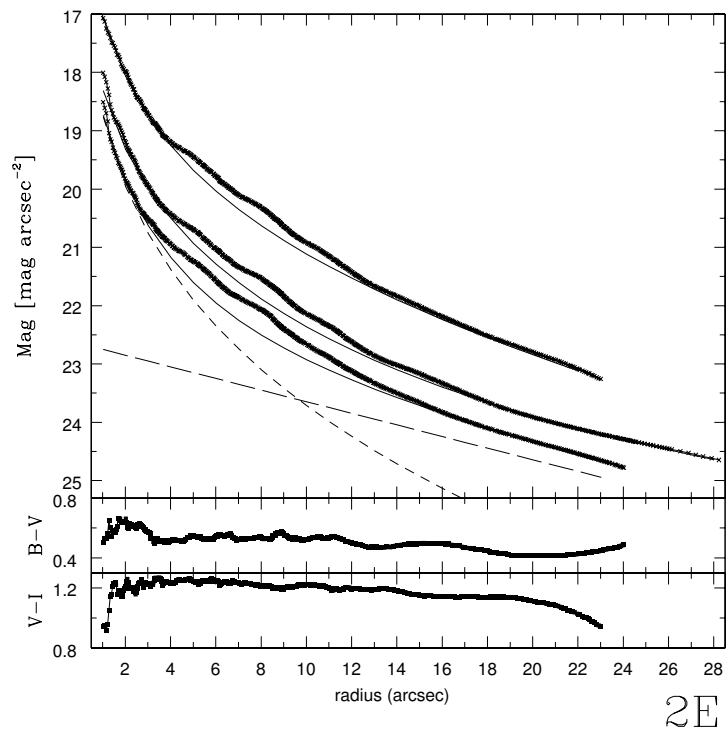
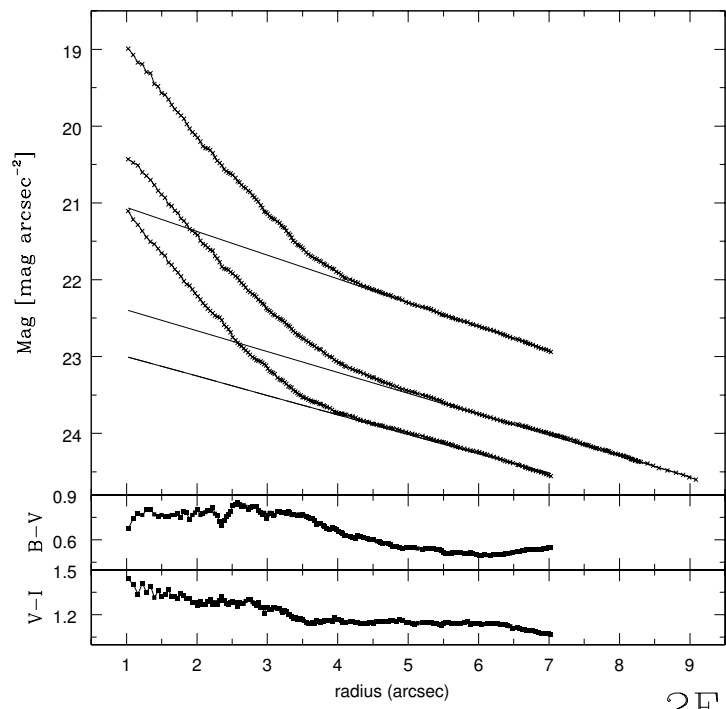


Figura 5.6: AM1401-324. Igual que en Figura 5.2.



2E



2F

Figura 5.7: AM1401-324. Igual que en Figura 5.3.

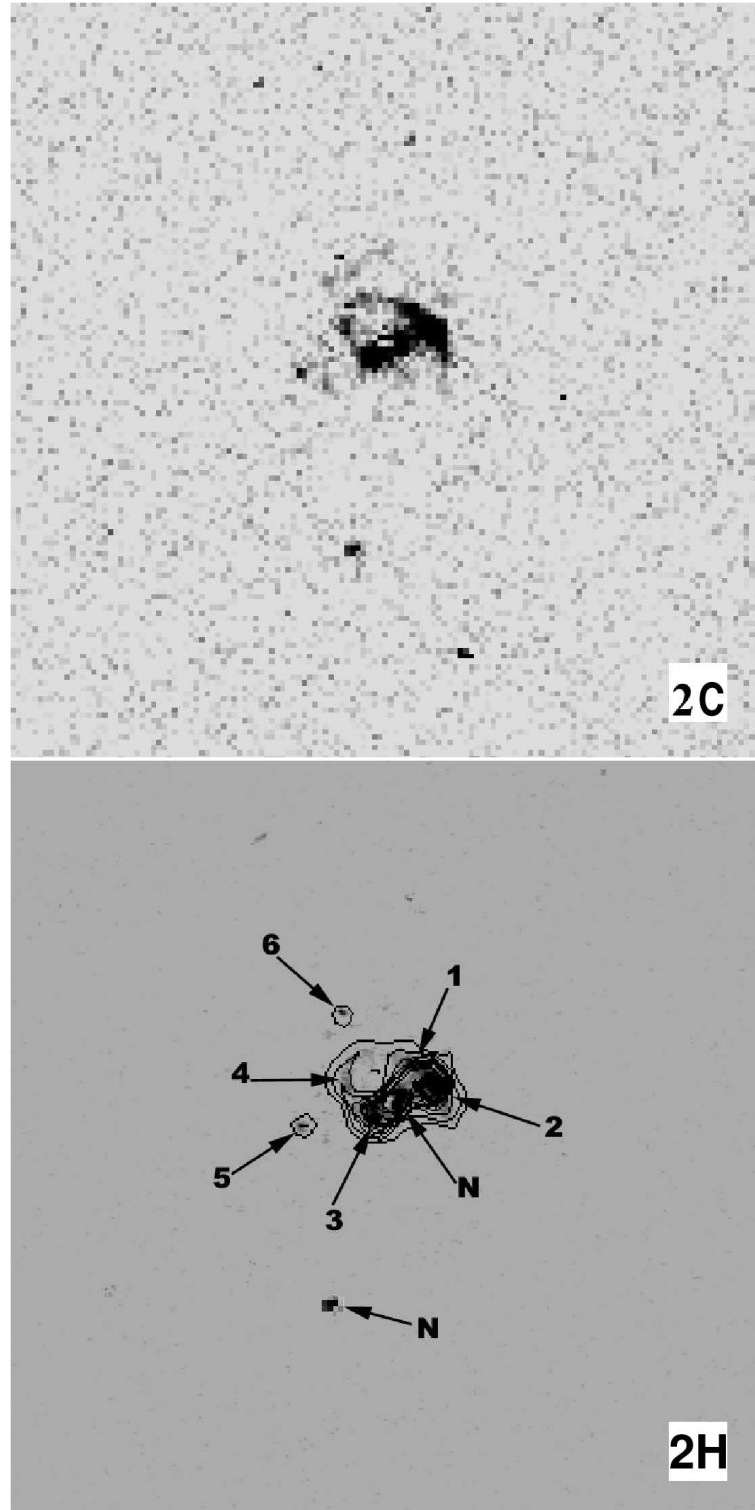


Figura 5.8: AM1401-324. Igual que en Figura 5.4.

5.3 AM1448-262

Es el par más cercano de la muestra; se localiza a $cz = 2576 \text{ km s}^{-1}$. La galaxia principal muestra una barra débil y dos brazos espirales bien desarrollados y muy débiles. En las imágenes de banda ancha B, V e I no hay evidencias de la presencia de un anillo externo, como se sugiere en el RC3 (ver Fig 5.9). Sin embargo, en las imágenes de color ($B - I$) se puede observar una estructura tipo anillo en la región exterior de la galaxia, aproximadamente a 5 kpc del núcleo. Esta galaxia tiene una magnitud absoluta $M_B = -19.35 \text{ mag}$ y colores integrados ($B - V$) = 1.07 y ($V - I$) = 1.5, similares a los encontrados en galaxias espirales de tipo temprano.

En esta galaxia no se observan regiones de formación estelar. Se ajustó un perfil disco y bulbo al perfil de luminosidad y se observa un importante exceso de luminosidad en los tres filtros a partir de los $12''$. Se detecta además una caída en el perfil de luminosidad con respecto a nuestro ajuste para $r_{eq} < 3''$ debido posiblemente a oscurecimiento por polvo en el núcleo o por la influencia del seeing. El color ($B - V$) muestra un gradiente, la región nuclear tiene ($B - V$) = 1.2 y para las regiones exteriores, esto es $r_{eq} \approx 40''$, ($B - V$) = 0.8 (ver Figura 5.11).

La galaxia secundaria es una galaxia disco peculiar, con un núcleo elongado. En la región exterior del perfil de luminosidad se ajustó una ley exponencial. Las regiones brillantes localizadas en dirección $N - W$ producen un marcado exceso en el perfil. Estas regiones también aparecen muy brillantes en la imagen $H\alpha$. Se identificaron 4 de estas regiones HII con tamaños que van de los 240 pc a los 1200 pc . No se presenta, en este trabajo, la luminosidad en $H\alpha + [NII]$ ya que no se disponía de la corrección por enrojecimiento interno de la galaxia.

La edad de estas regiones se estimó en 7.1 millones de años (ver Sección 7.1). La magnitud absoluta es $M_B = -18.18 \text{ mag}$ y los colores integrados ($B - V$) = 0.68 y ($V - I$) = 1.26. El color ($B - V$) en el perfil de luminosidad presenta variaciones con el radio equivalente. El color en la región nuclear tiene valores ($B - V$) = 0.8, con un mínimo de 0.6 en $r_{eq} \approx 8''$, y alcanza un color ($B - V$) = 0.7 en $r_{eq} \approx 10''$, no se presentan grandes cambios en el color hasta $r_{eq} = 19''$ (ver Figura 5.11).

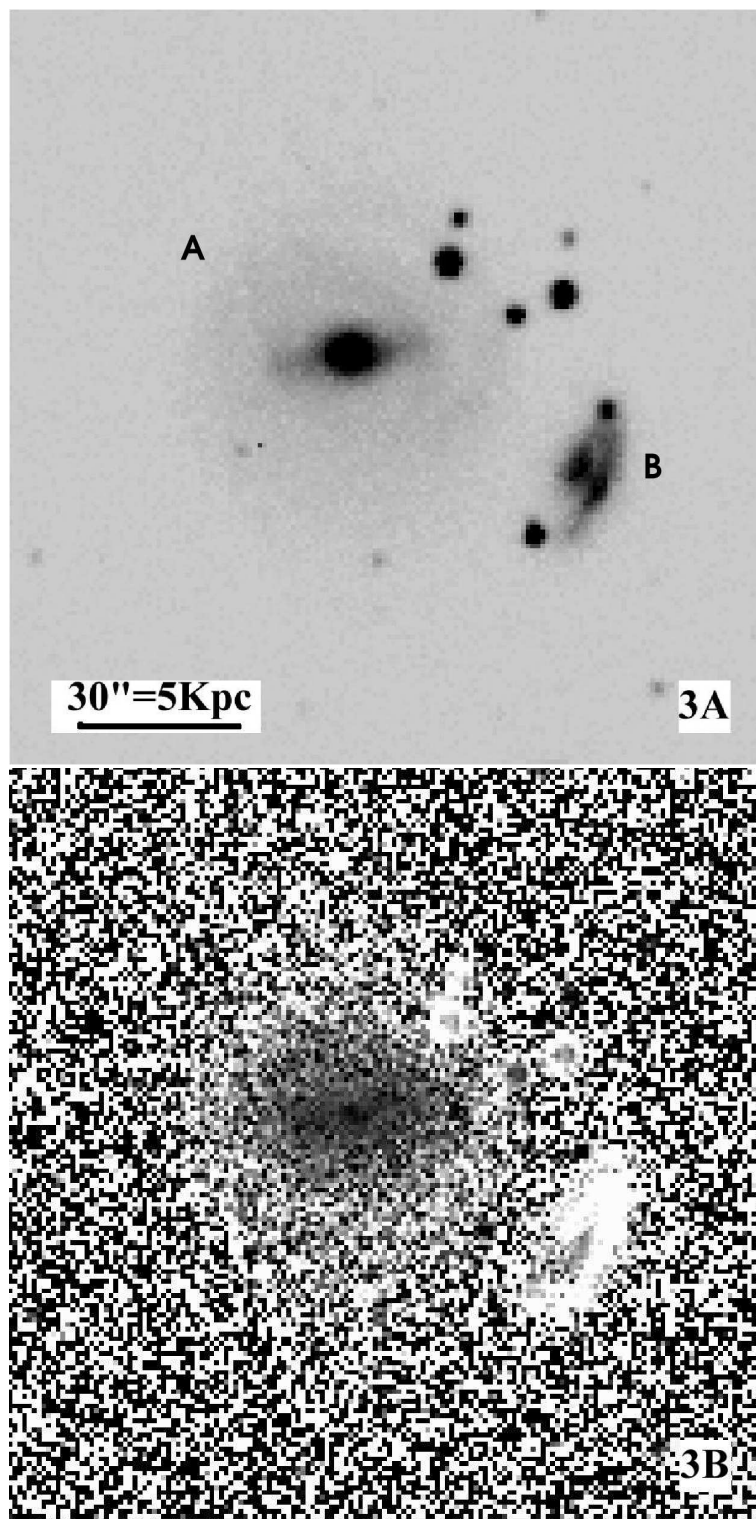


Figura 5.9: AM1448-262. Igual que en Figura 5.1.

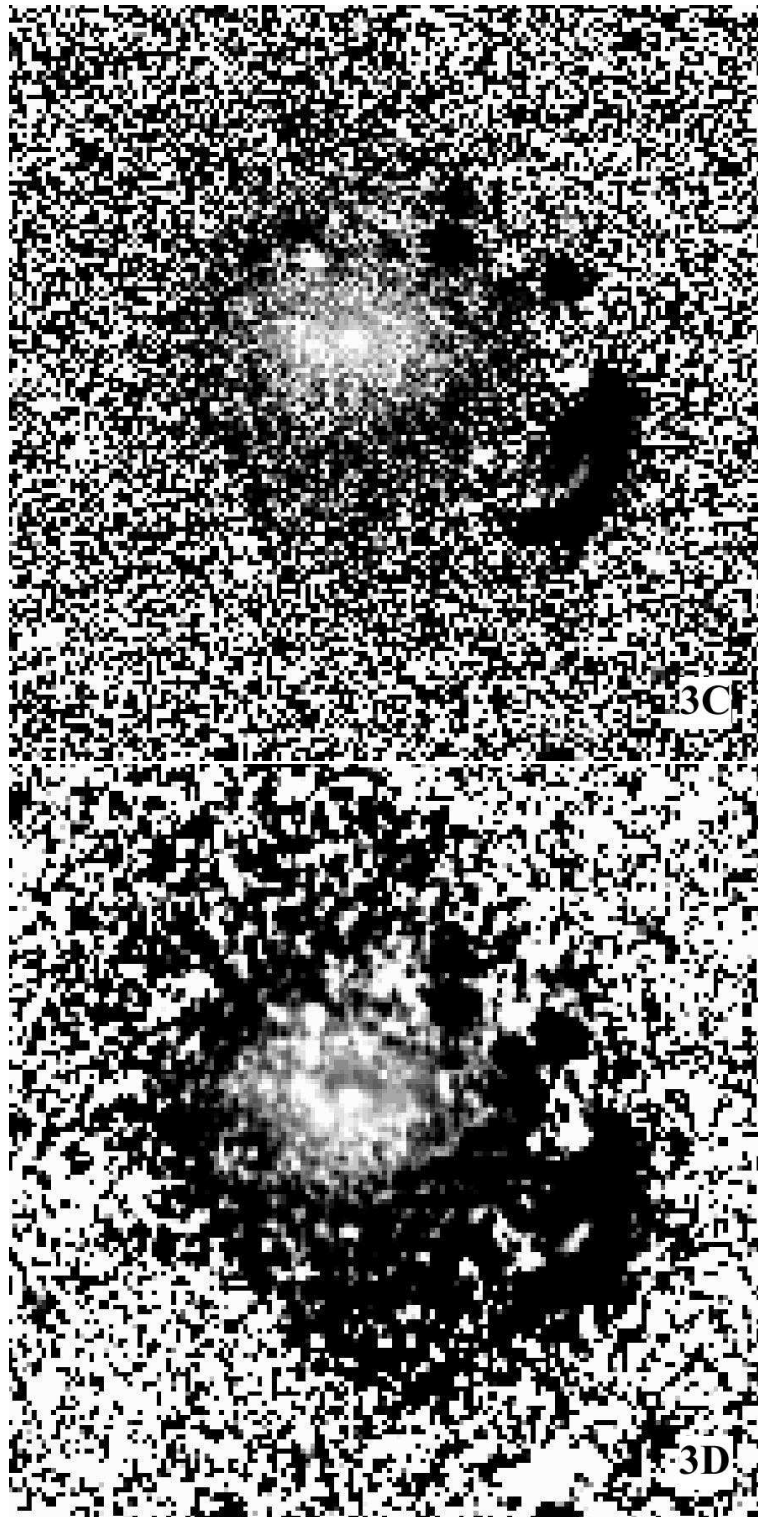


Figura 5.10: AM1448-262. Igual que en Figura 5.2.

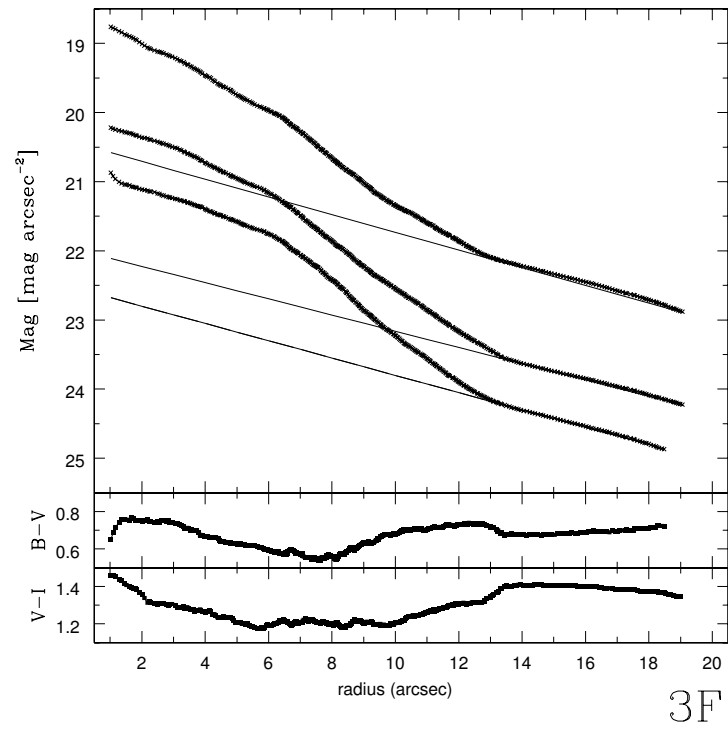
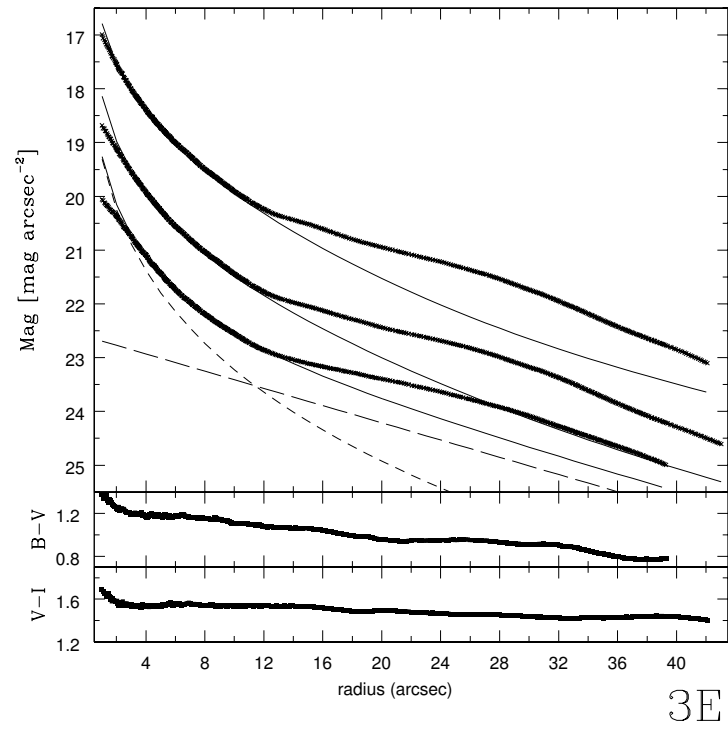


Figura 5.11: AM1448-262. Igual que en Figura 5.3.

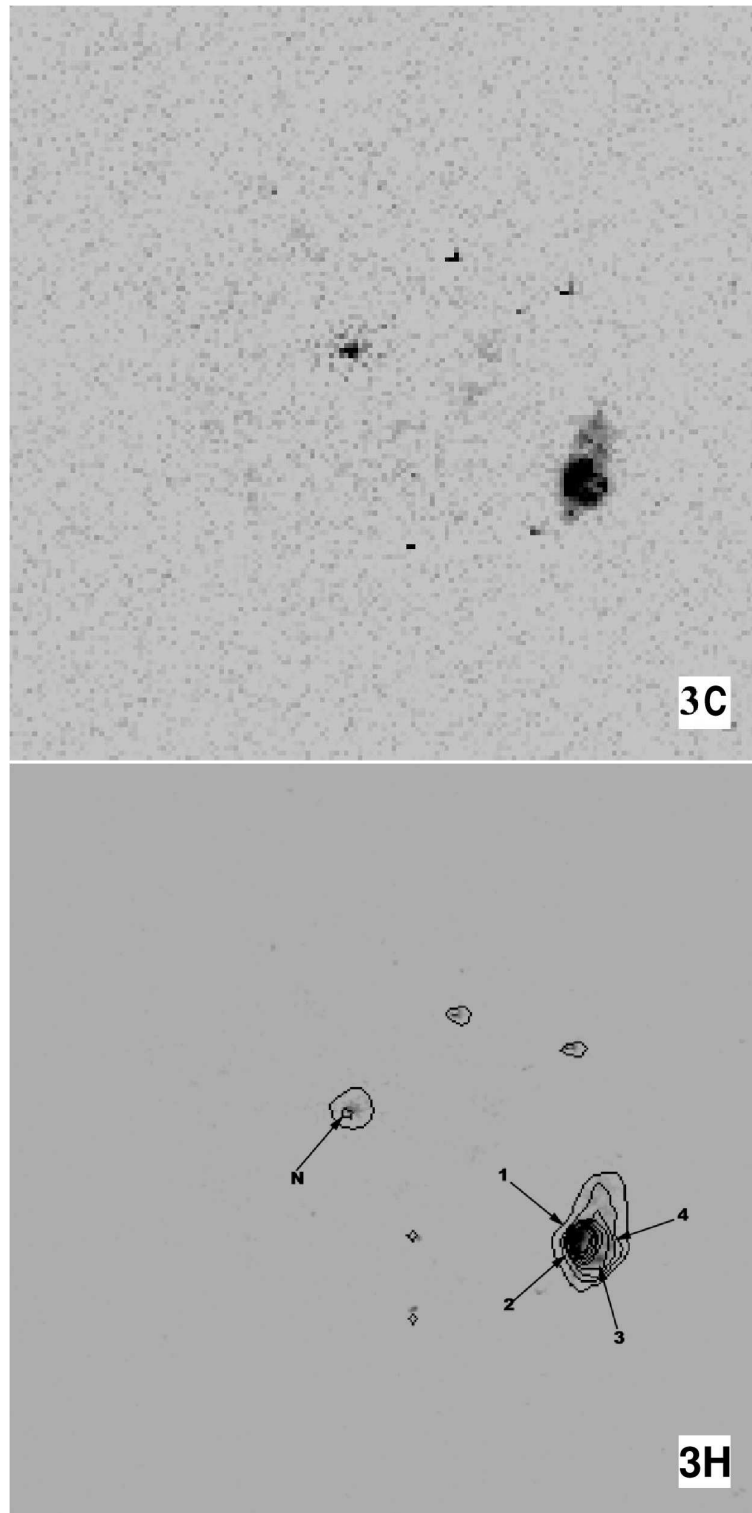


Figura 5.12: AM1448-262. Igual que en Figura 5.4.

5.4 AM2030-303

Este sistema, localizado a $cz = 12465 \text{ km s}^{-1}$, está formado probablemente por más de dos galaxias. El objeto que fue identificado como la componente secundaria del sistema y que está localizado al NE, tiene la apariencia de un sistema triple. La componente principal es una galaxia espiral tardía brillante ($M_B = -21.3 \text{ mag}$) con brazos muy distorsionados. Los colores integrados $(B - V) = 0.73$ y $(V - I) = 1.13$ de la galaxia son valores típicos de galaxias tipo Sa. Hacia el norte, la galaxia presenta una prominente región de formación estelar, como se observa en la Figura 5.13. Esta región es claramente responsable del exceso de luz observado en el perfil de luminosidad.

Para esta galaxia fue posible descomponer el perfil de luminosidad en las componentes bulbo y disco. La estructura interna de la galaxia produce dos marcados excesos en los perfiles, especialmente en B y V. El perfil de color $(B - V)$ se mantiene casi constante a partir de $r_{eq} > 2''$, y varía entre $0.6 < (B - V) < 0.7$ (ver Figura 5.15). Se pudieron identificar dos regiones de 6.5×10^6 años con tamaño de 1100 pc y 3150 pc y con luminosidades en $H\alpha$ de $10^{40} \text{ erg s}^{-1}$ (ver Sección 7.1).

La componente secundaria posiblemente es un sistema doble en fusión con apariencia muy peculiar, esto es, dos sistemas alargados que se unen perpendicularmente en el núcleo del sistema (ver Figura 5.13). Se determinó la magnitud absoluta de esta componente, $M_B = -20.15 \text{ mag}$. Los colores integrados, $(B - V) = 0.71$ y $(V - I) = 1.22$, son similares a los de la compañera.

Los perfiles de luminosidad son muy irregulares, pero fue posible ajustar la componente disco. Los colores equivalentes muestran gradiente con un valor $(B - V) = 0.5$ en la región nuclear, llegando a $(B - V) = 0.8$ para $r_{eq} \approx 7''$, y nuevamente decreciendo en la región externa, hasta alcanzar $(B - V) = 0.6$ (ver Figura 5.15).

Se observaron tres regiones de formación estelar con radios equivalentes entre 2500 y 3500 pc . Las luminosidades en $H\alpha$ de las regiones HII difieren en un orden de magnitud entre ellas, esto es 1.6×10^{38} , 1.4×10^{39} y $1.1 \times 10^{40} \text{ erg s}^{-1}$, respectivamente. Las edades fueron estimadas entre 6×10^6 y 6.4×10^6 años (ver Sección 7.1).

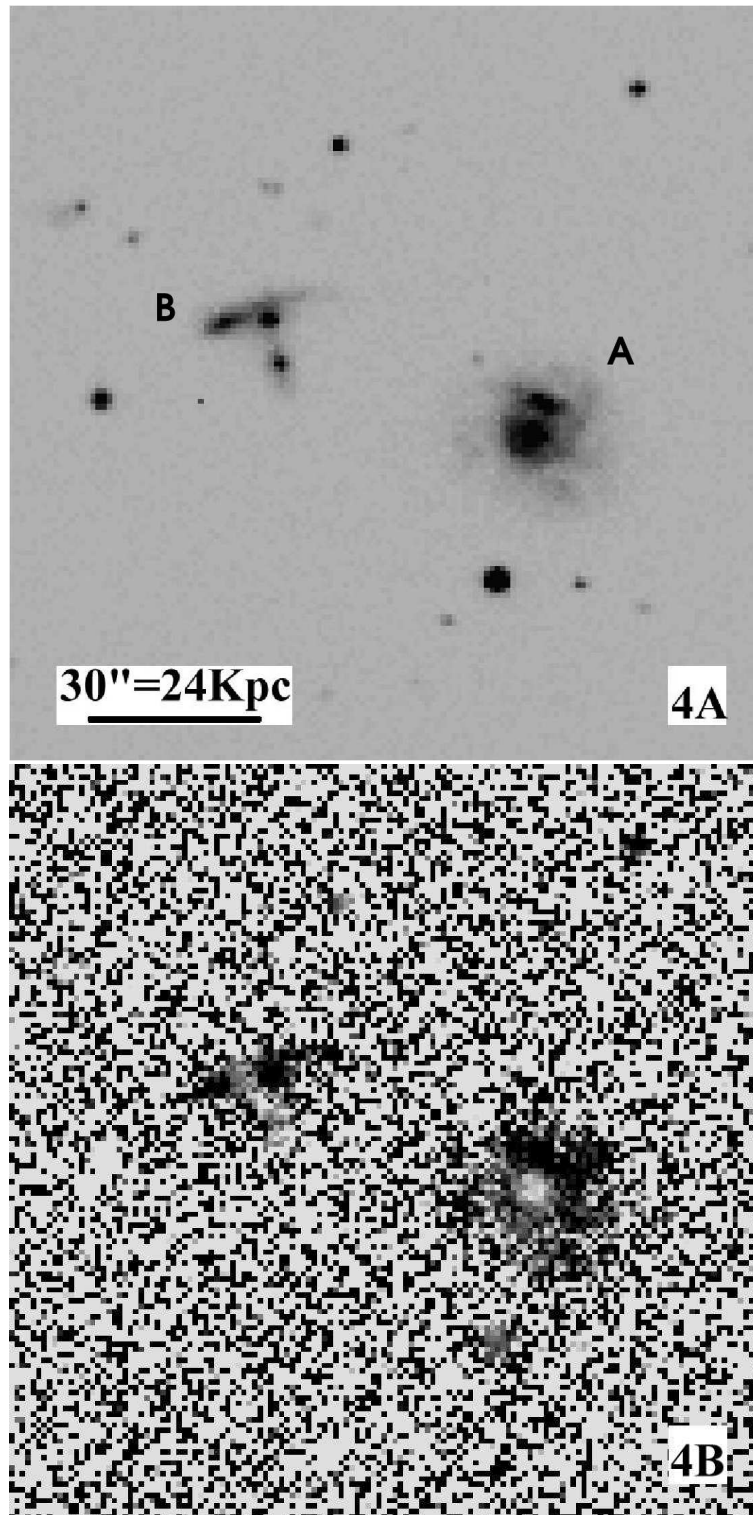


Figura 5.13: AM2030-303. Igual que en Figura 5.1.

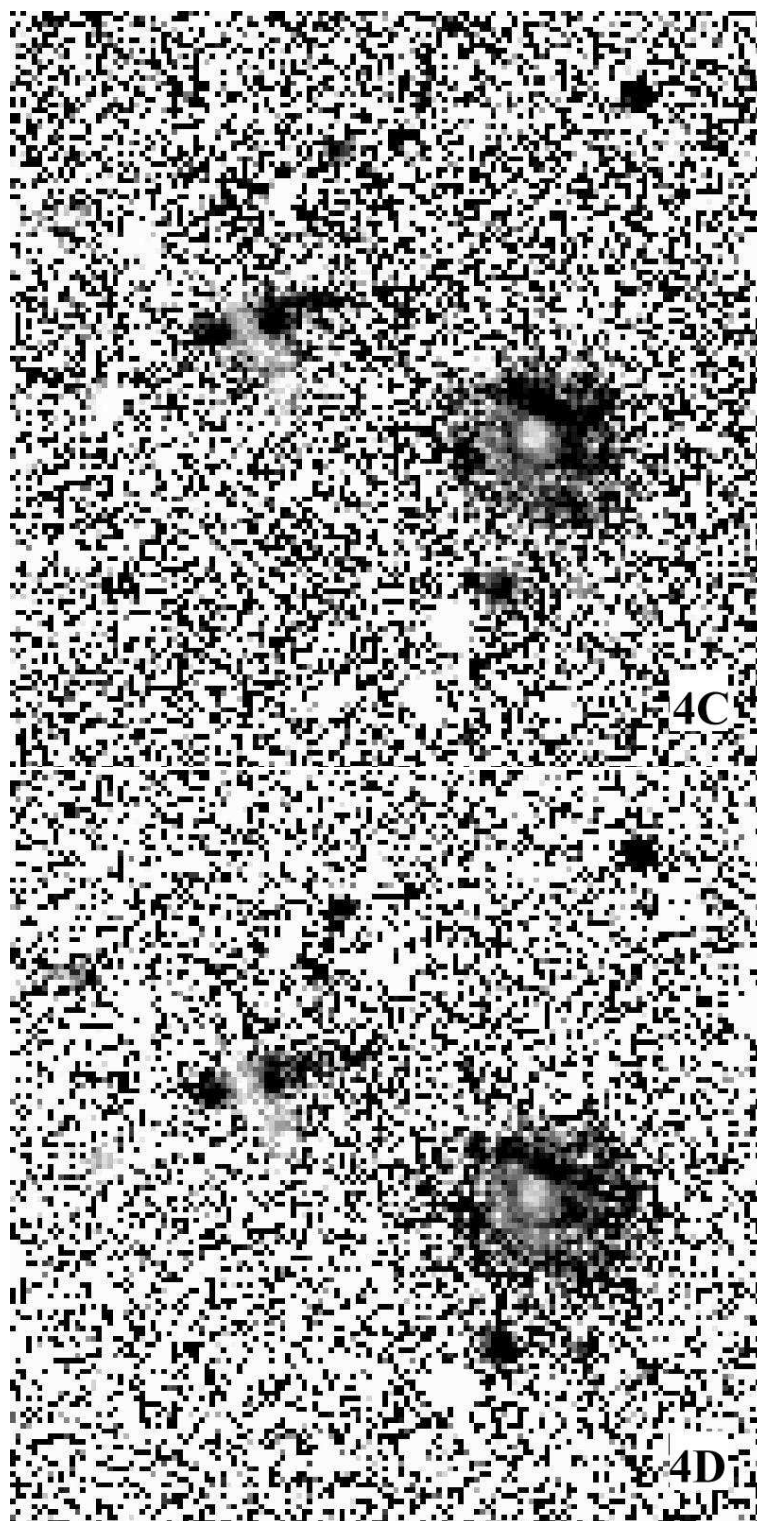
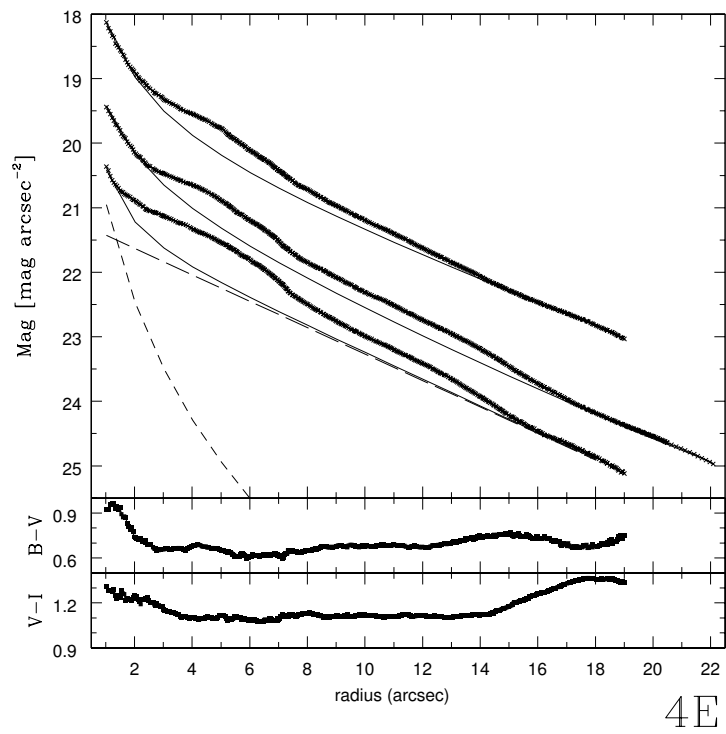
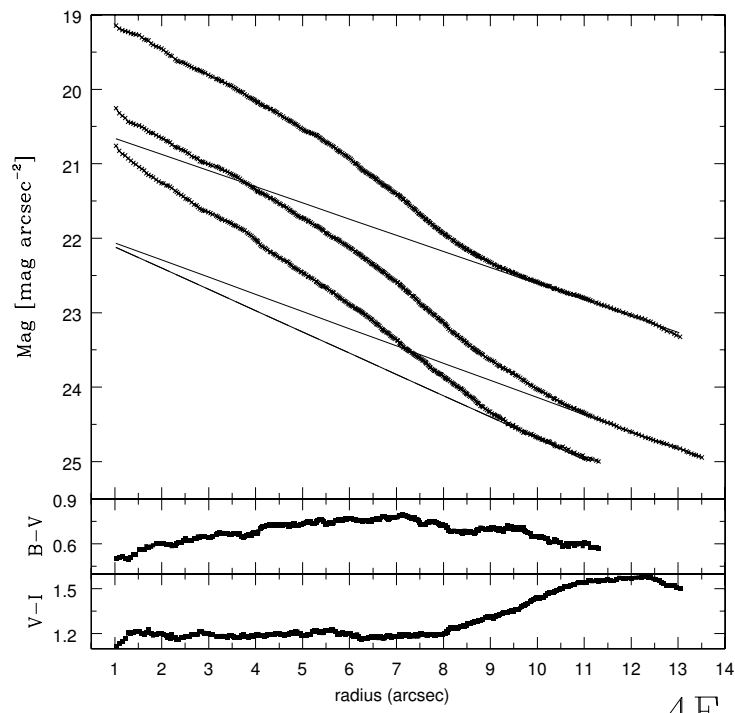


Figura 5.14: AM2030-303. Igual que en Figura 5.2.



4E



4F

Figura 5.15: AM2030-303. Igual que en Figura 5.3.

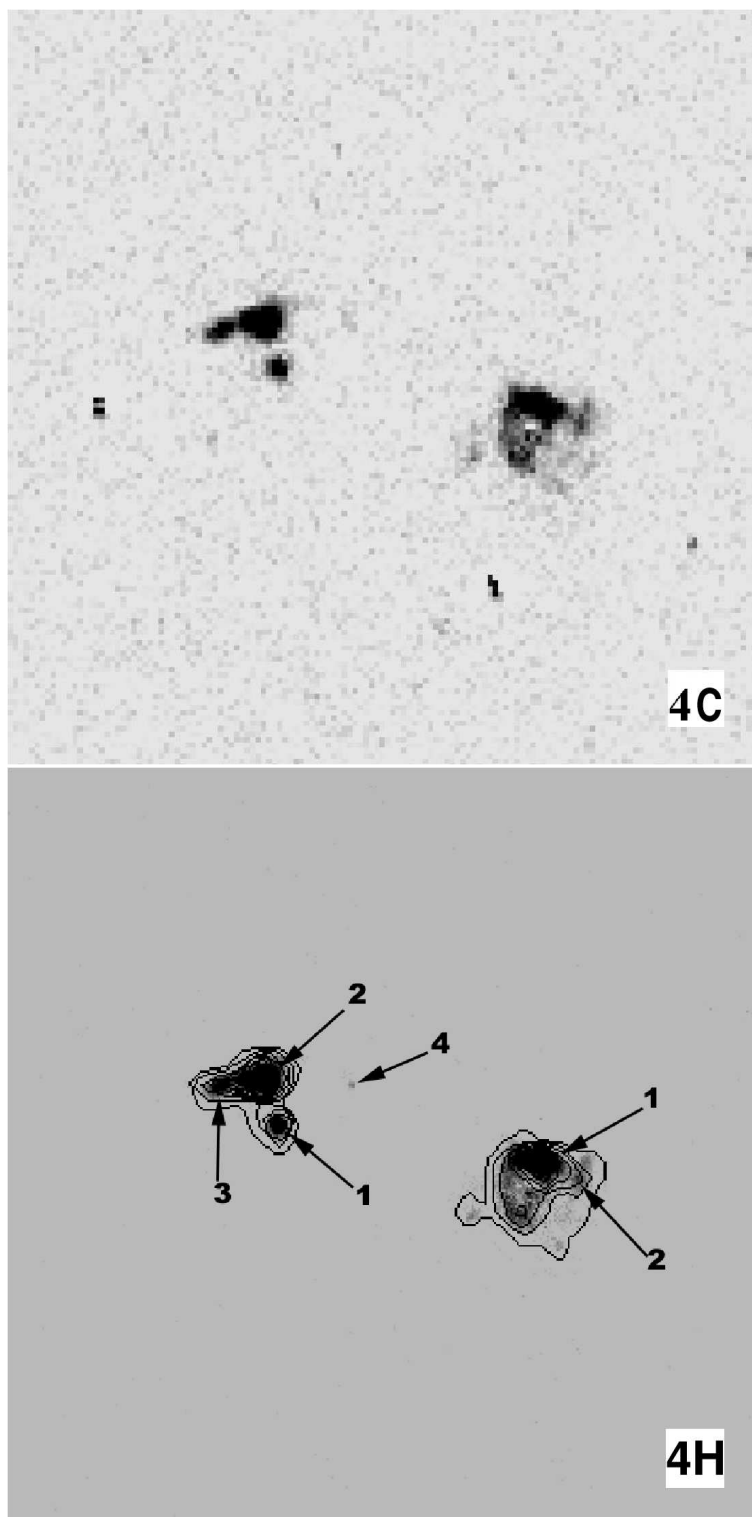


Figura 5.16: AM2030-303. Igual que en Figura 5.4.

5.5 AM2058-381

Este sistema también es del tipo M51 y está localizado a $cz = 12383 \text{ km s}^{-1}$. La componente principal presenta un núcleo estelar brillante y dos brazos espirales abiertos y extendidos. Se observan muchas regiones HII brillantes distribuidas a lo largo de los brazos (ver Figura 5.17). El tipo morfológico corresponde a una galaxia del tipo Sc. El color integrado en esta galaxia es bastante azul, $(B - V) = 0.6$ y $(V - I) = 0.80$, similar a lo observado en galaxias normales de igual tipo morfológico. La magnitud absoluta es $M_B = -21.38 \text{ mag}$.

Se ajustaron las componentes bulbo y disco al perfil de luminosidad de esta galaxia. Se observa también un importante exceso de luminosidad en los tres filtros a lo largo de todo el perfil. El perfil de color $(B - V)$ es plano y azul, alcanza un valor $(B - V) = 0.4$ para $r_{eq} = 4''$ y permanece constante en todo el perfil (ver Figura 5.19).

Se identificaron 11 regiones de formación estelar, la mayoría de ellas tienen tamaños entre 1400 a 1800 pc . La luminosidad $H\alpha + [NII]$ alcanza $10^{39} \text{ erg s}^{-1}$ en todas las regiones. El rango de edades de las regiones es de 3.6×10^6 a 7.5×10^6 años (ver Sección 7.1). Se encontró, hacia el norte de la galaxia, en el lado opuesto a la compañera del sistema, regiones HII jóvenes. Las tres más jóvenes, con edad menor a 4 millones de años, se encuentran en dirección N-NW y a una distancia entre 3 kpc y 7 kpc de la región nuclear. En el extremo del brazo norte, se identificaron tres regiones jóvenes, con edades de 5 millones de años a una distancia de 18 kpc del núcleo.

La galaxia secundaria de este sistema es una galaxia compacta y brillante con magnitud absoluta $M_B = -20.07 \text{ mag}$. Tiene una forma irregular y alargada; no se observan en ella regiones de formación estelar. Los colores integrados son bastante azules con valores $(B - V) = 0.40$ y $(V - I) = 0.59$.

Al perfil de luminosidad fue posible ajustarle únicamente un disco, ya que la región nuclear no ajusta una ley $R^{1/4}$. El perfil del color $(B - V)$ es constante para $r_{eq} > 3''$ con un valor de $(B - V) = 0.4$ (ver Figura 5.19).

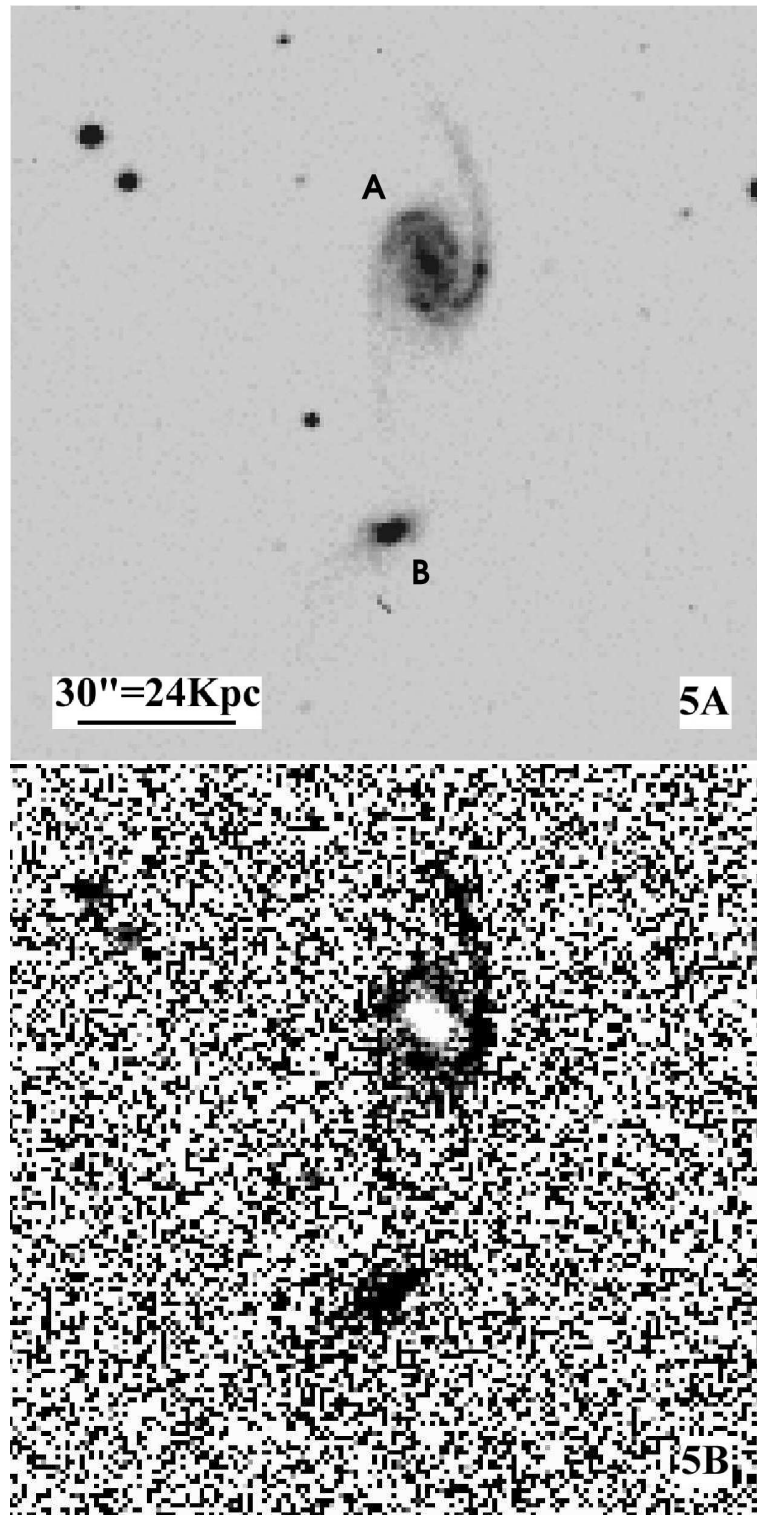


Figura 5.17: AM2058-381. Igual que en Figura 5.1.

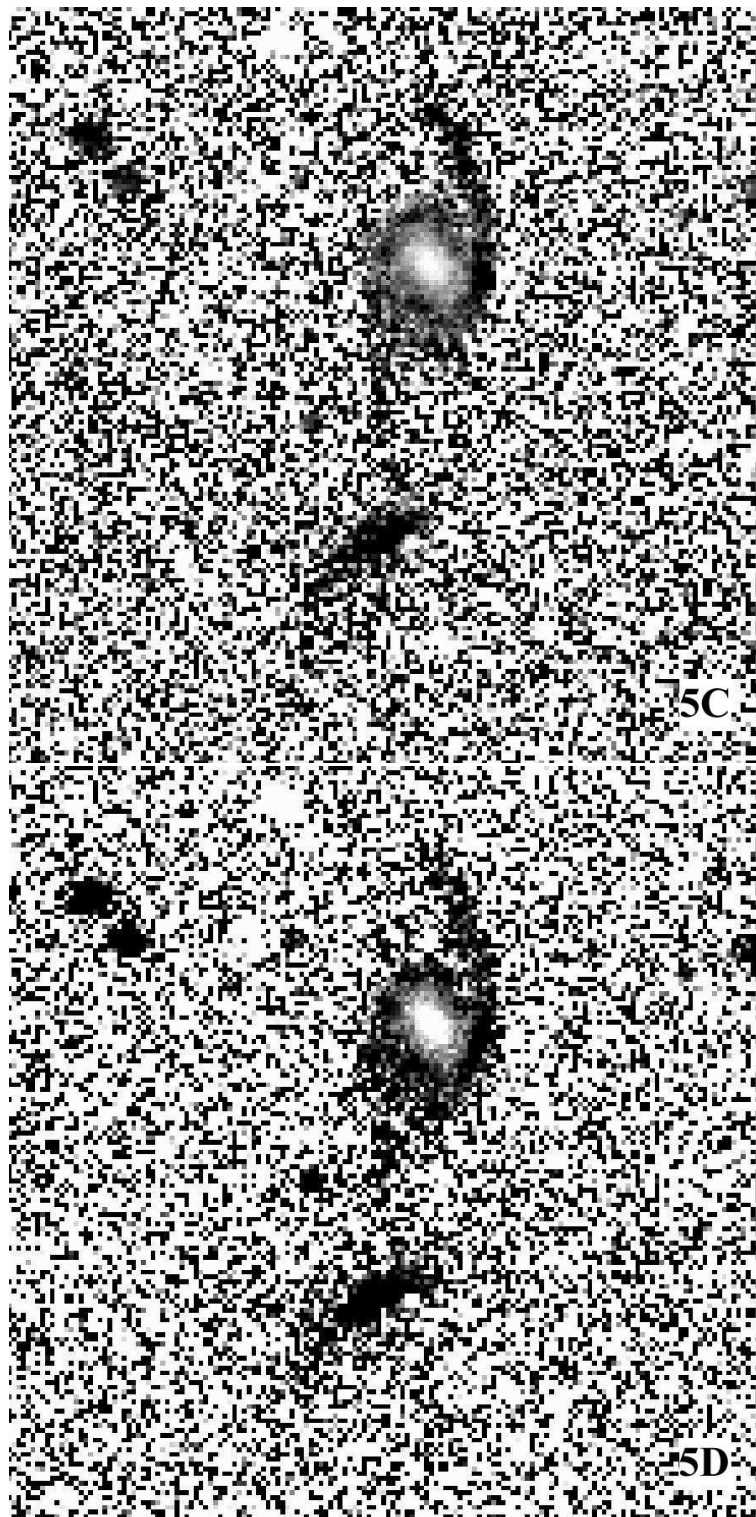
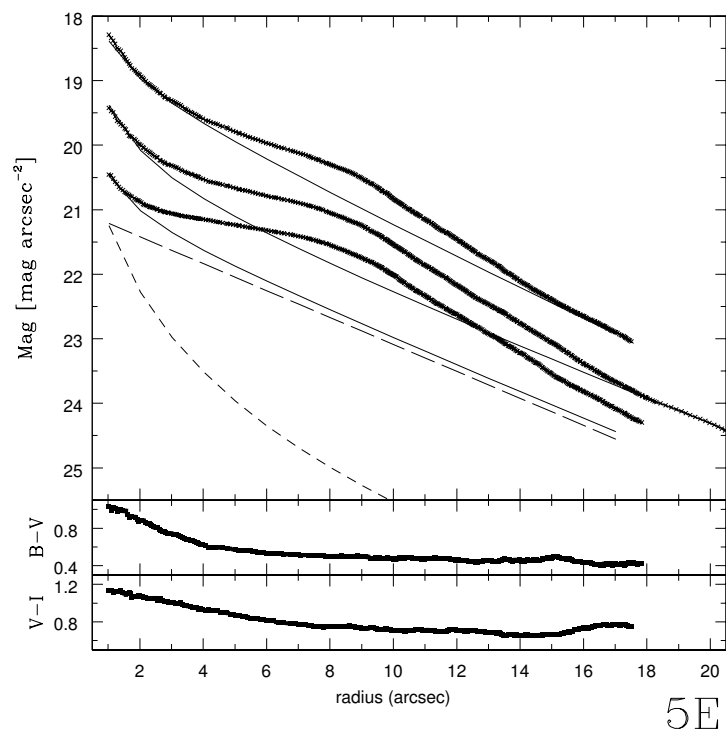
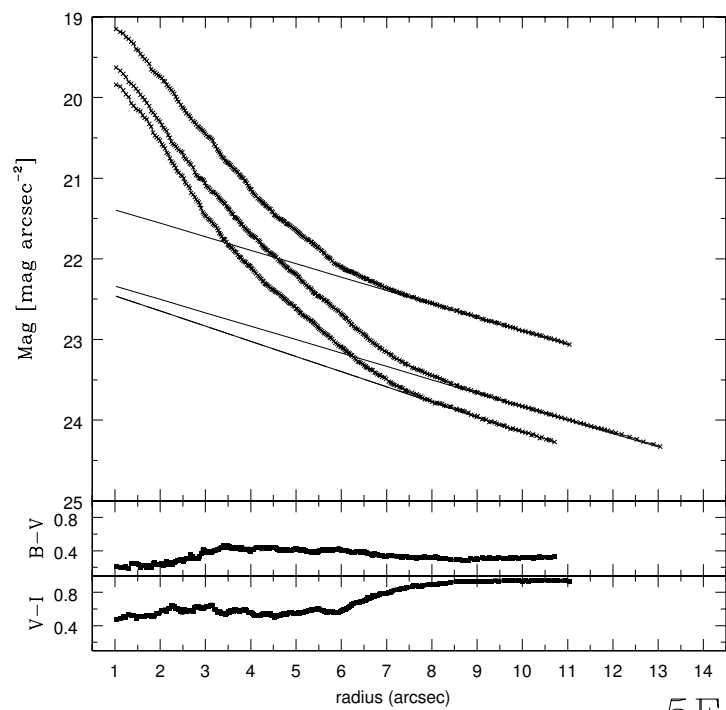


Figura 5.18: AM2058-381. Igual que en Figura 5.2.



5E



5F

Figura 5.19: AM2058-381. Igual que en Figura 5.3.

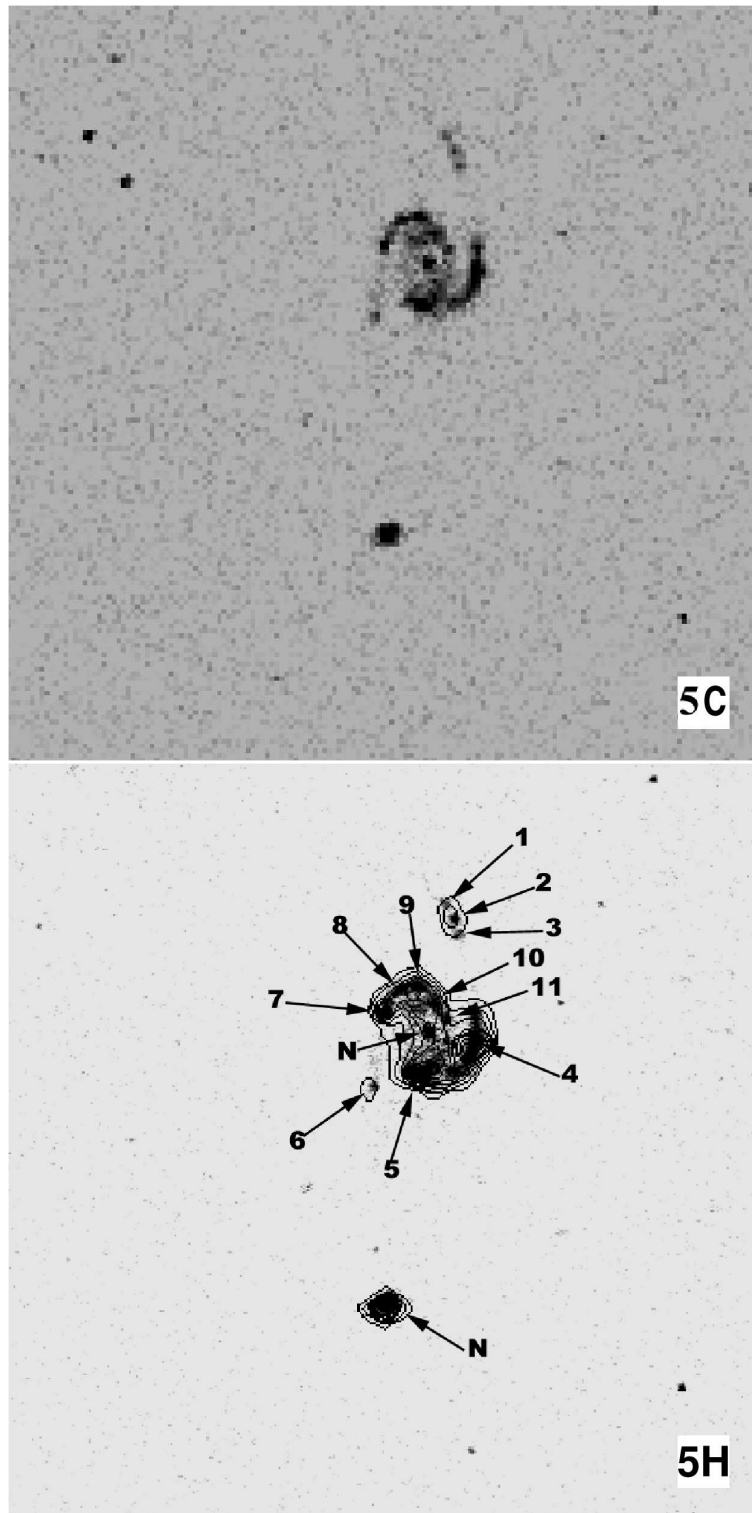


Figura 5.20: AM2058-381. Igual que en Figura 5.4.

5.6 AM2105-332

Las dos galaxias que forman este par, localizado en $cz = 5449 \text{ km s}^{-1}$, no presentan brazos espirales. Los parámetros obtenidos a través del ajuste de los perfiles de luminosidad y los valores de los colores integrados indican que ambas galaxias son del tipo S0. Este par presenta fuertes signos de interacción, con largas colas de marea que aparentemente están en contacto. En las diferentes imágenes se observa que la galaxia principal, ubicada al SE del sistema, muestra una franja de polvo en la región SE, además de 4 regiones compactas y brillantes que se encuentran alineadas con el eje del disco (ver Figura 5.21). La magnitud absoluta de la galaxia principal y la de la secundaria son $M_B = -20.55 \text{ mag}$ y $M_B = -18.85 \text{ mag}$, respectivamente. Los colores integrados son $(B - V) = 0.96$ para la componente A y $(B - V) = 0.85$ para la componente B. En esta componente se detectó el valor más alto de enrojecimiento del núcleo de toda la muestra, esto es $E(B - V) = 0.96$.

Se ajustaron las componentes bulbo y disco a los perfiles de luminosidad y se observaron excesos de luminosidad en los filtros V e I, en cada miembro del par. Estos excesos son más marcados y extendidos en la componente secundaria. El color $(B - V)$ en el perfil de luminosidad presenta un gradiente, para la galaxia principal, que comienza con un valor próximo a 1 en la región del núcleo hasta alcanzar un valor de $(B - V) \approx 0.5$ en la zona exterior del disco. El color de la componente secundaria tiene, en la región nuclear, un valor de $(B - V) = 0.5$, más azul que en la parte exterior del disco con $(B - V) = 0.8$ (ver Figura 5.23). No se observan regiones de formación estelar en ninguna de las componentes.

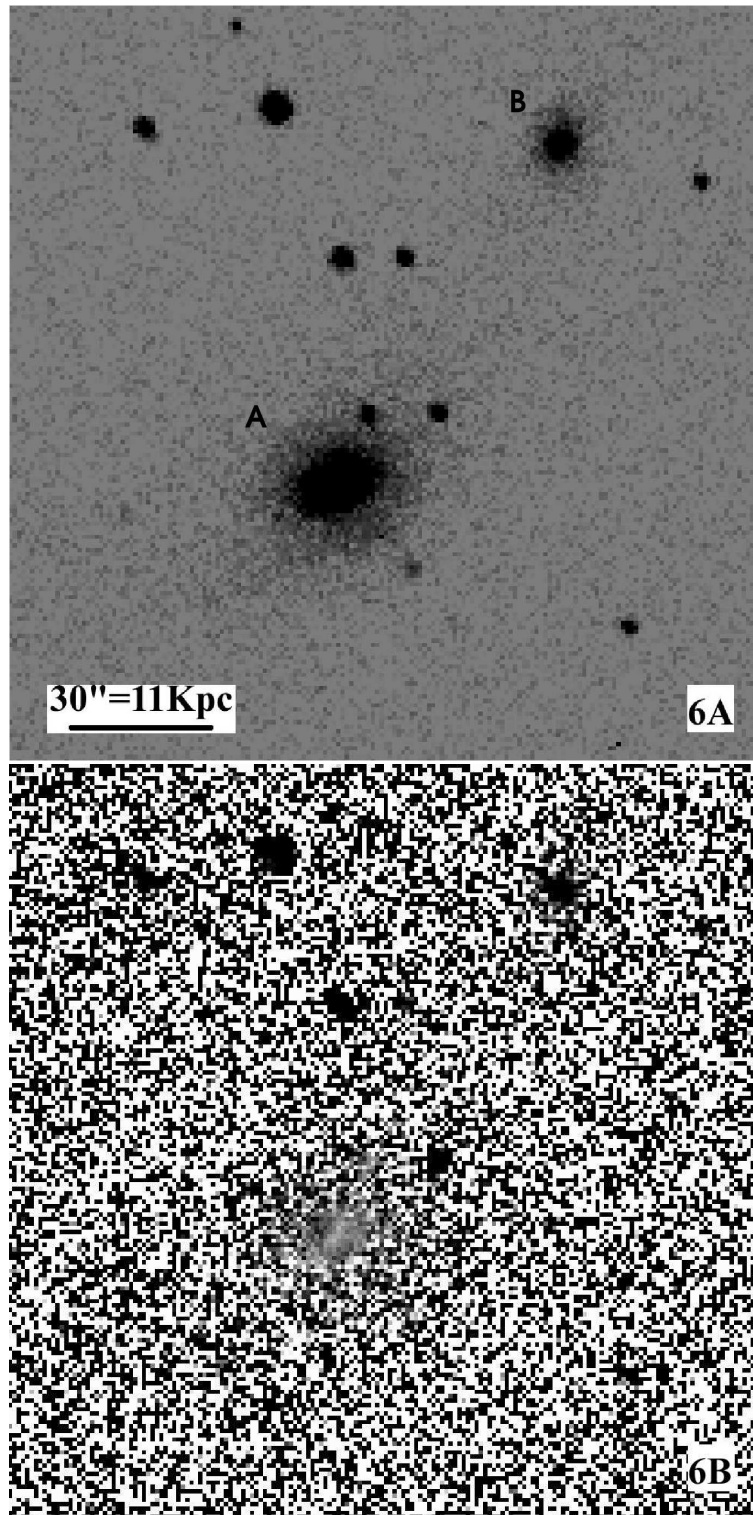


Figura 5.21: AM2105-332. Igual que en Figura 5.1.

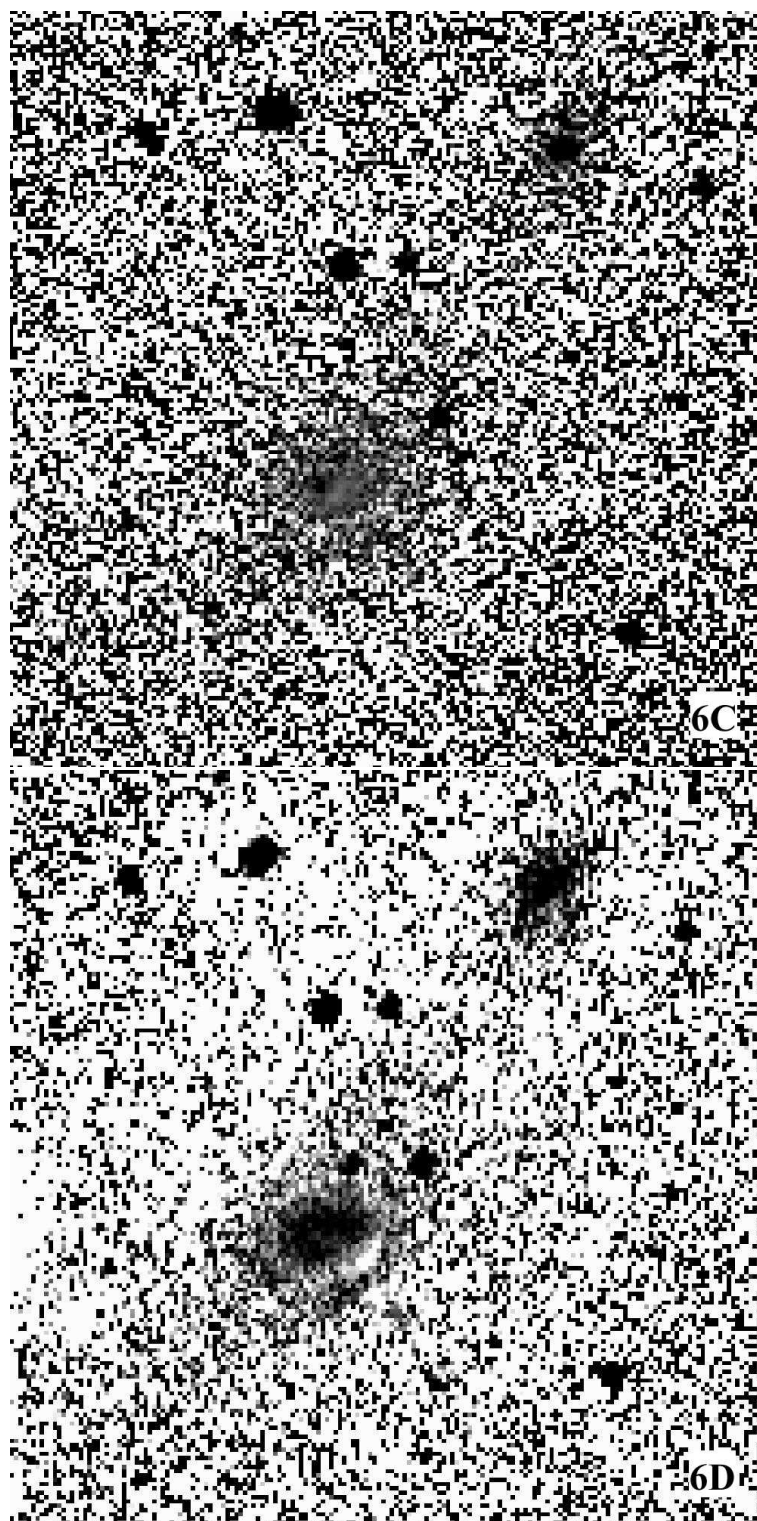


Figura 5.22: AM2105-332. Igual que en Figura 5.2.

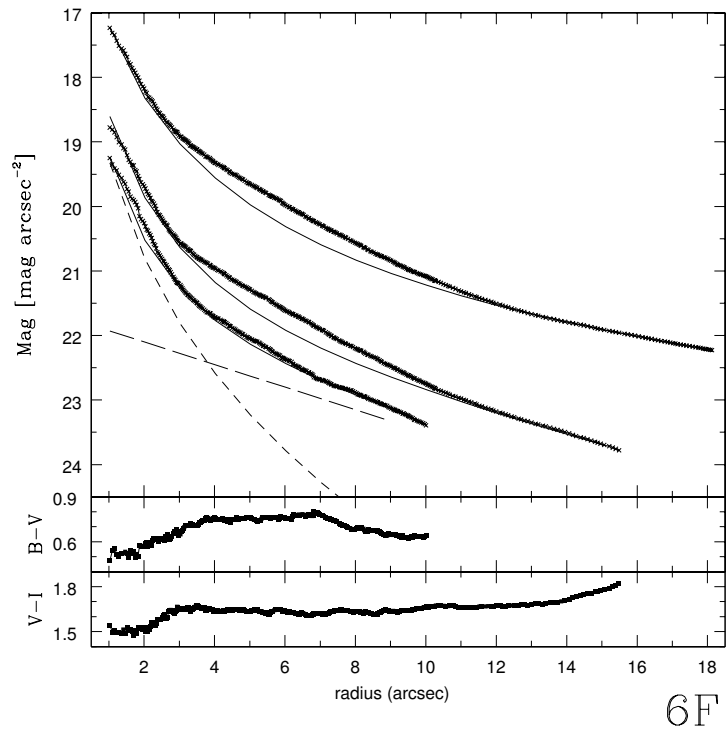
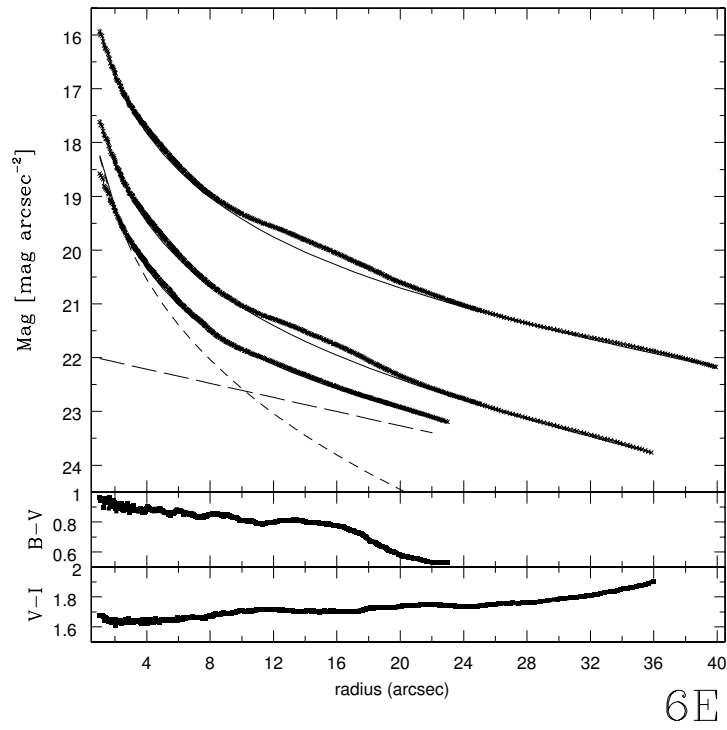


Figura 5.23: AM2105-332. Igual que en Figura 5.3.

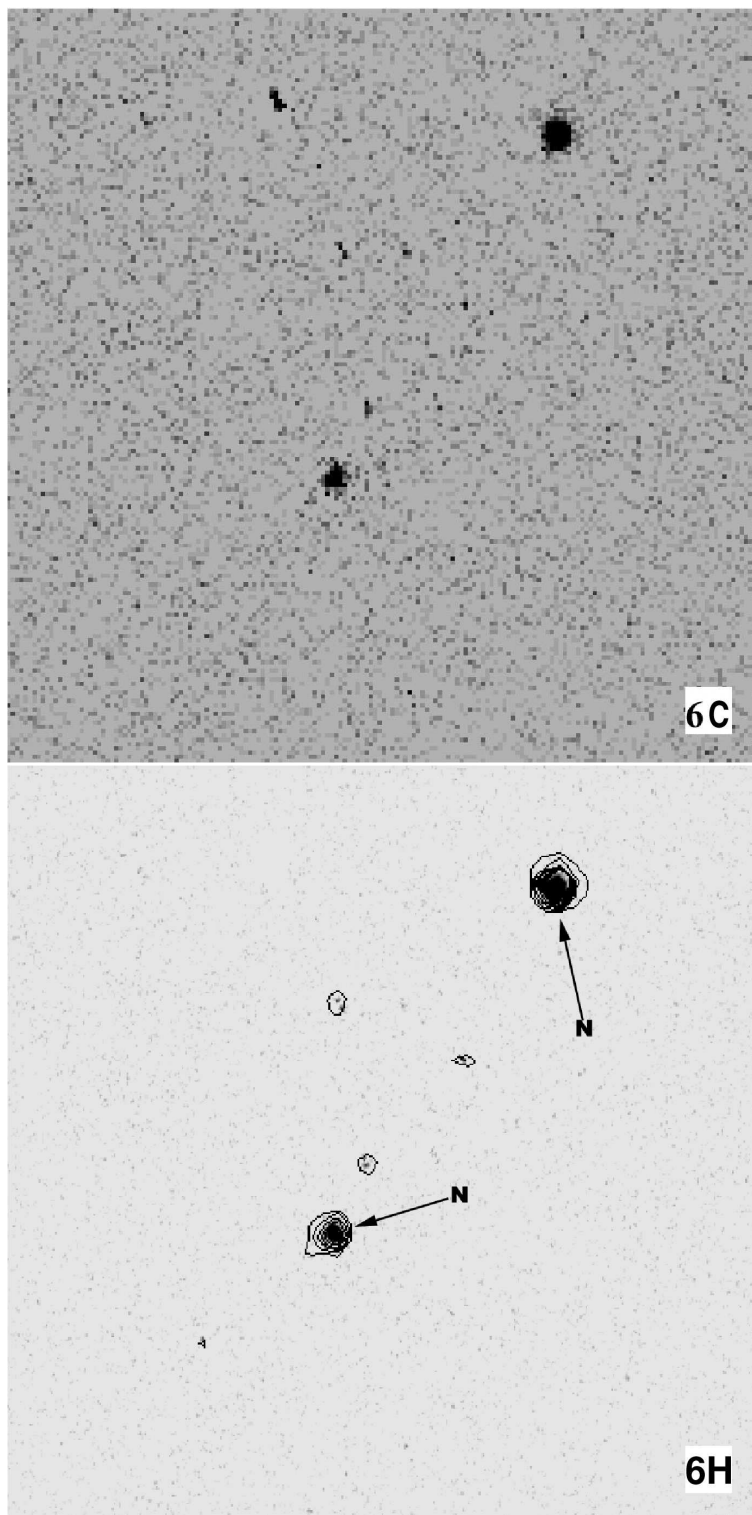


Figura 5.24: AM2105-332. Igual que en Figura 5.4.

5.7 AM2229-735

Este par localizado a $cz = 17535 \text{ km s}^{-1}$ es el más distante de la muestra. La clasificación morfológica según el RC3 no es definida (S0?). Al analizar los perfiles de luminosidad, se concluye que la componente principal es una galaxia disco, mientras que la componente B es una elíptica compacta (ver Figura 5.25).

La magnitud absoluta en el azul de la componente principal es $M_B = -21.06 \text{ mag}$ y los colores son $(B - V) = 0.73$ y $(V - I) = 1.18$. La galaxia principal está muy distorsionada, no se observan brazos espirales y el perfil de luminosidad muestra un típico perfil exponencial, sin la componente bulbo. En él se pueden observar varios excesos de luminosidad en los tres filtros debido a la presencia de regiones de formación estelar en el interior de la galaxia.

Se identificaron 5 grandes regiones de formación estelar, cuyo tamaño promedio es de 3050 pc . La luminosidad media de las regiones HII es $\mathcal{L}(H\alpha + [NII]) \approx 10^{40} \text{ erg s}^{-1}$. Por otro lado, el rango de edades es de 6.5×10^6 y 7.2×10^6 años (ver Sección 7.1). El perfil de color $(B - V)$ tiene un comportamiento plano. En la región central tiene valores $(B - V) = 0.6$, alcanza un valor máximo de $(B - V) = 0.8$ para $r_{eq} \approx 5''$ y, a partir de ese radio, el color es constante (ver Figura 5.27).

La componente secundaria presenta una magnitud absoluta $M_B = -19.69 \text{ mag}$ y colores más azules que los observados para la componente principal, estos son $(B - V) = 0.63$ y $(V - I) = 1.02$. Al estudiar la imagen B, se observa que de la secundaria se desprenden dos colas en direcciones opuestas. La cola correspondiente al norte parece un puente que la conecta con la galaxia principal, terminando en una región HII luminosa ($\mathcal{L}(H\alpha + [NII]) \approx 10^{41} \text{ erg s}^{-1}$). Estas colas son muy luminosas, ya que contienen 17% de la luminosidad total de la galaxia (ver Figura 5.25).

El perfil de luminosidad es muy irregular en las regiones interiores, debido a la contribución de la luminosidad del puente. Se ajustó una componente disco en las regiones exteriores del perfil. El perfil de color $(B - V)$ es bastante plano, presenta algunas oscilaciones en el color, con valores entre 0.5 y 0.6 (ver Figura 5.27). No se observaron regiones de formación estelar en esta componente.

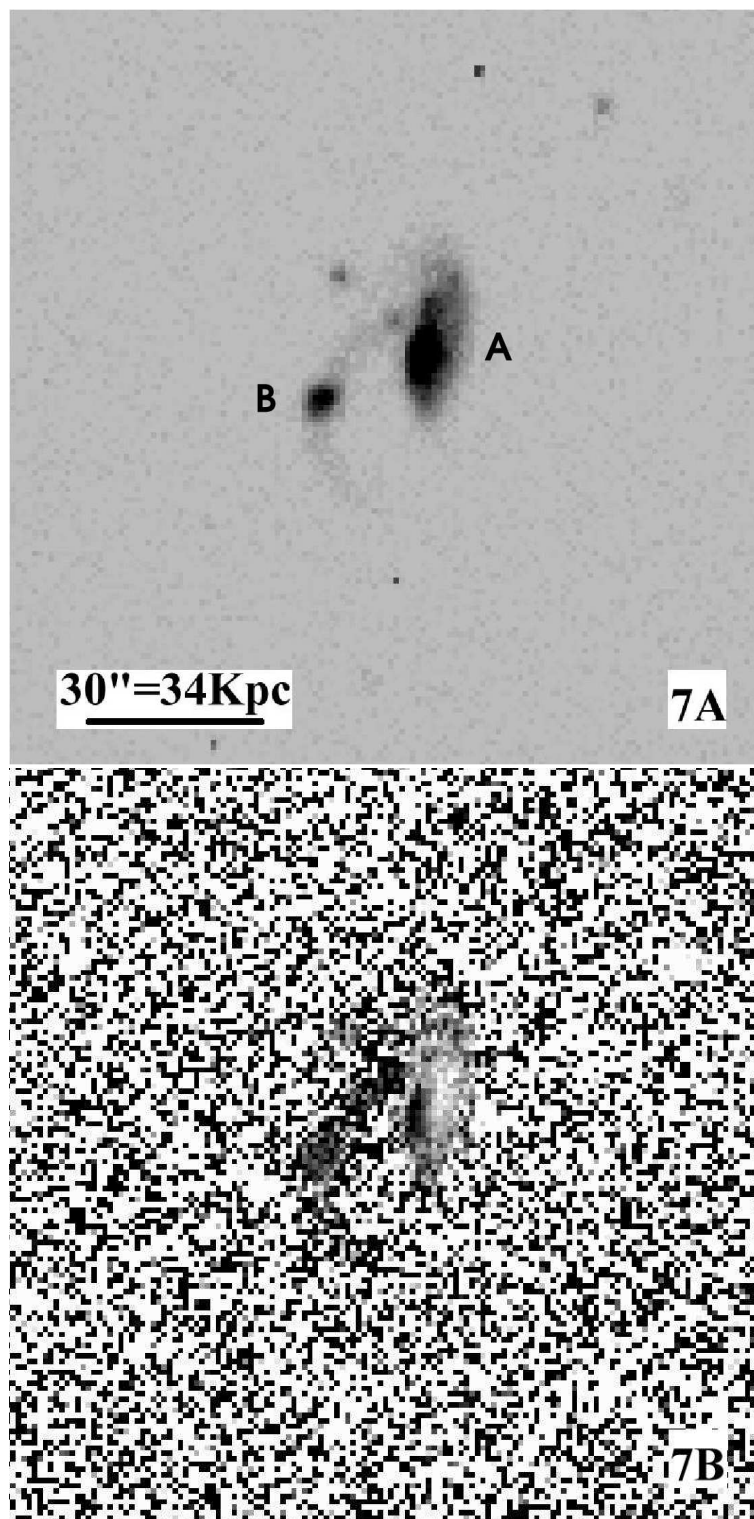


Figura 5.25: AM2229-735. Igual que en Figura 5.1.

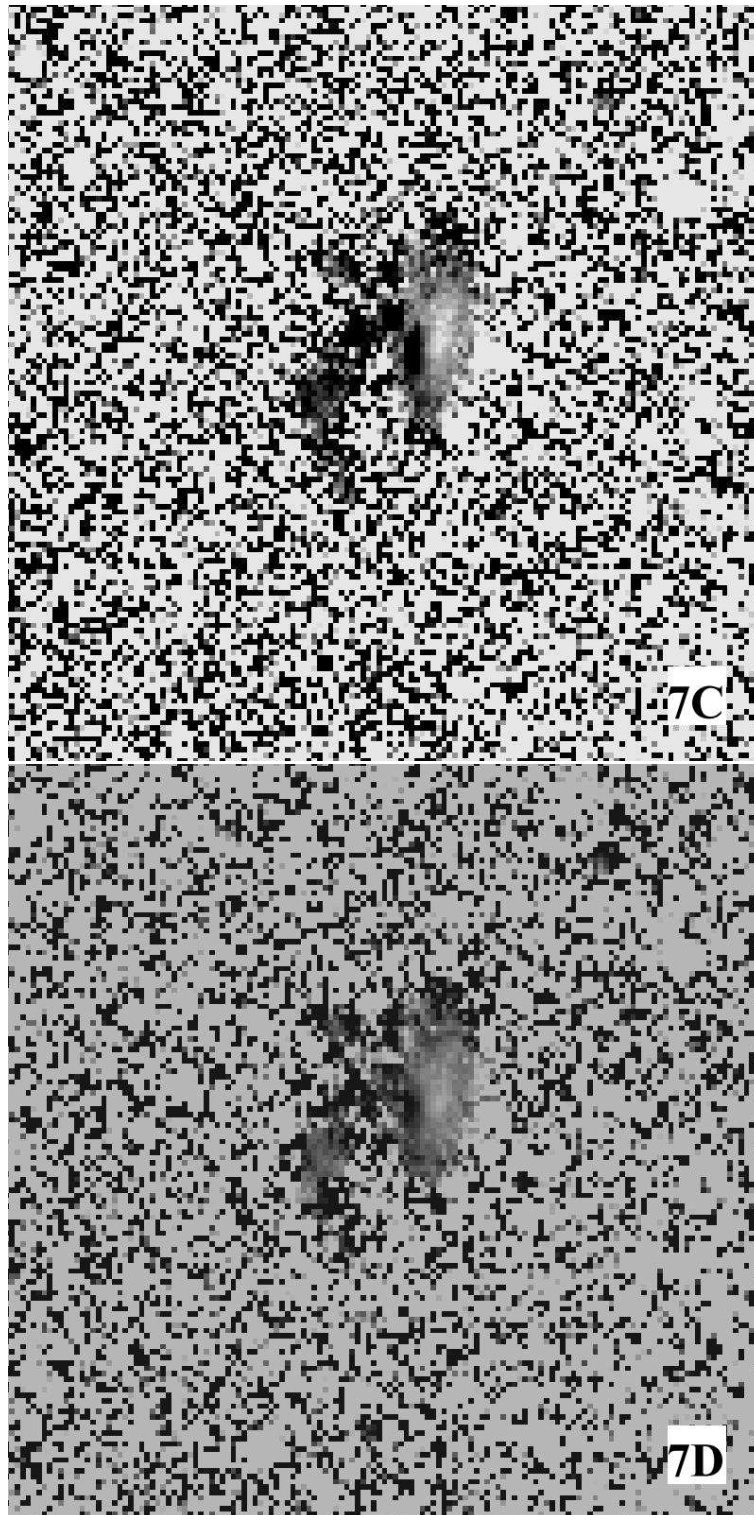


Figura 5.26: AM2229-735. Igual que en Figura 5.2.

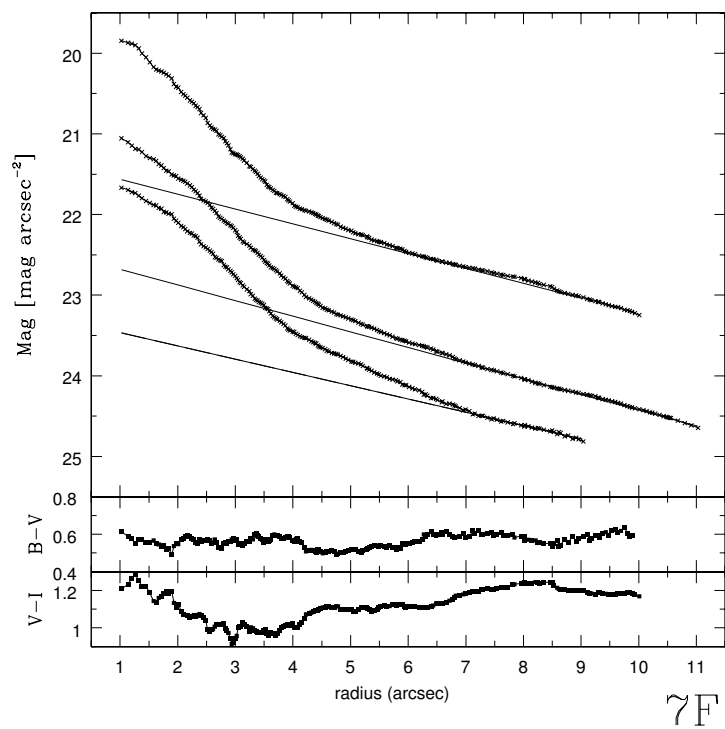
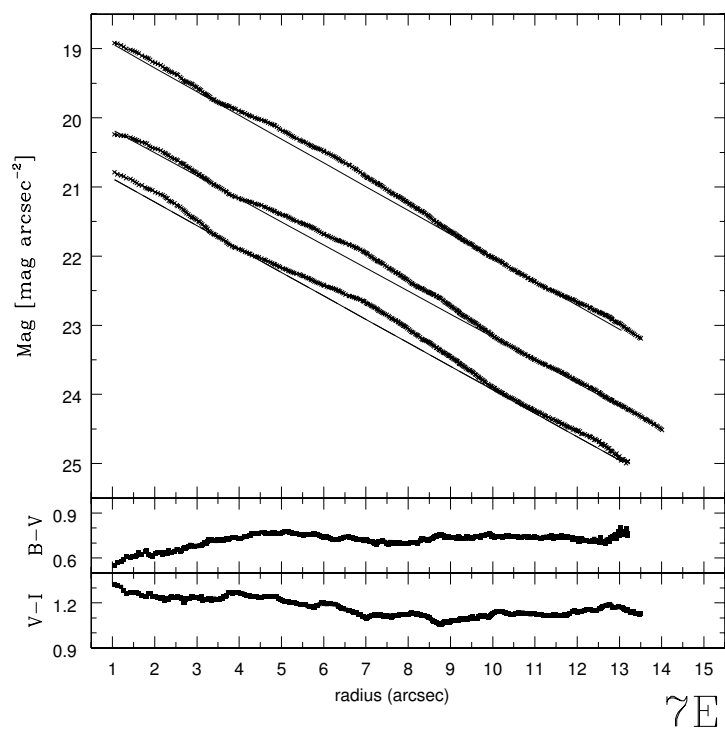


Figura 5.27: AM2229-735. Igual que en Figura 5.3.

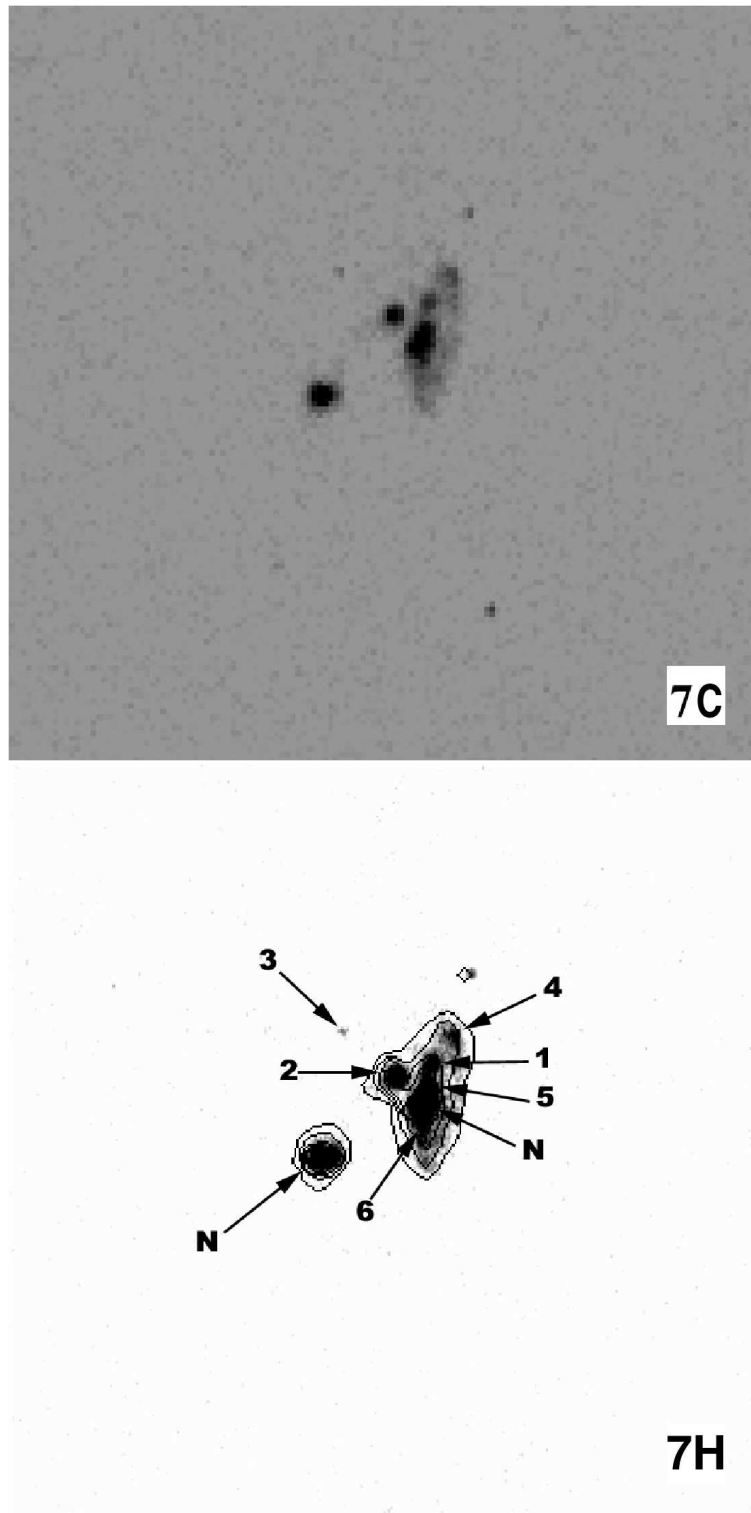


Figura 5.28: AM2229-735. Igual que en Figura 5.4.

5.8 AM2238-575

En el Catálogo de Arp & Madore (1987), se identifica a este sistema como un par aparente. Los datos espectroscópicos de DP97 muestran que es un par físico localizado a $cz = 10838 \text{ km s}^{-1}$.

La galaxia principal es gigante, del tipo Sa/b, y se observa de frente (ver Figura 5.29). Esta galaxia presenta brazos espirales débiles y en uno de ellos varias regiones brillantes, particularmente intensas en $H\alpha$. El núcleo de la galaxia no se observa en $H\alpha$. Este resultado era de esperar, ya que es una galaxia perteneciente al grupo 1 según la clasificación hecha por DP97. Se observaron varias regiones de formación estelar en uno de los brazos, con radios equivalentes en promedio de 2000 pc . El rango en edad de estas regiones está entre 6.1×10^6 y 6.5×10^6 años (ver Sección 7.1).

La magnitud absoluta de la componente principal de este par es $M_B = -21.49 \text{ mag}$ y los colores integrados son $(B - V) = 1.17$ y $(V - I) = 1.57$, los más rojos de la muestra. El perfil de luminosidad es típico de galaxias espirales; se ajustó una componente disco y una componente bulbo. En general los perfiles no presentan exceso de luminosidad, si bien es posible observar un exceso suave en el perfil B (ver Figura 5.31). El perfil de color $(B - V)$ tiene una pendiente moderada. El color en la región central de la galaxia es $(B - V) \approx 1.5$, y cae a ≈ 0.9 en la región exterior.

La galaxia secundaria se observa de canto y es probablemente una galaxia disco del tipo S0. No se observan brazos espirales ni regiones HII. La magnitud absoluta es $M_B = -16.77 \text{ mag}$ y los colores integrados $(B - V) = 1.53$ y $(V - I) = 1.77$, más rojos que los observados en la compañera.

El perfil de luminosidad es muy particular; se ajustó un disco en el extremo del perfil; la región interior presenta dos excesos de luminosidad, siendo este efecto más marcado en el filtro V. El perfil de color $(B - V)$ es peculiar, en la región nuclear $(B - V) = 1.5$ y decae hasta $(B - V) = 1.3$ en $r_{eq} = 5''$. En ese radio equivalente el perfil presenta un salto, el color nuevamente es de 1.5, y se mantiene aproximadamente constante hasta el final del perfil. Este salto no es observado en el perfil $(V - I)$ (ver Figura 5.31).

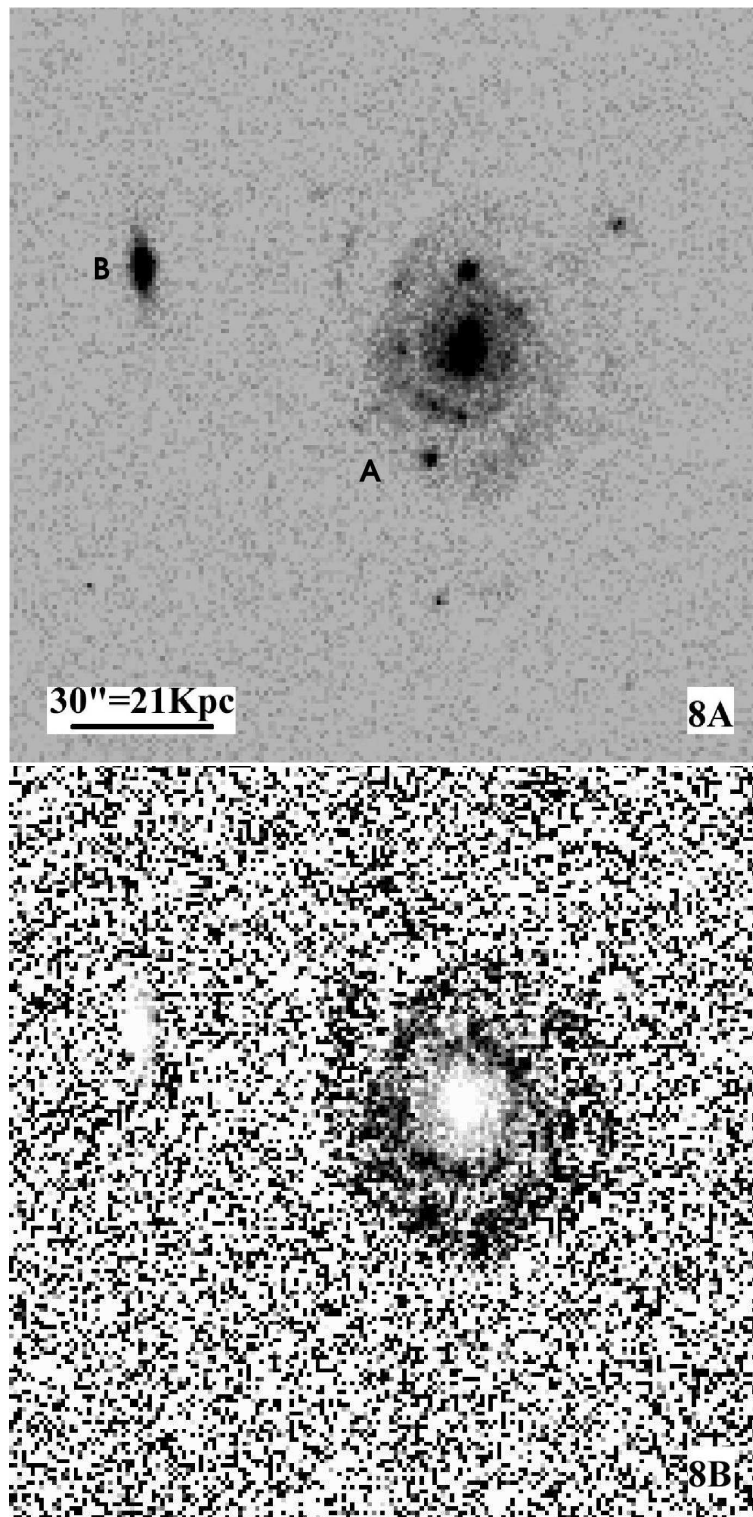


Figura 5.29: AM2238-575. Igual que en Figura 5.1.

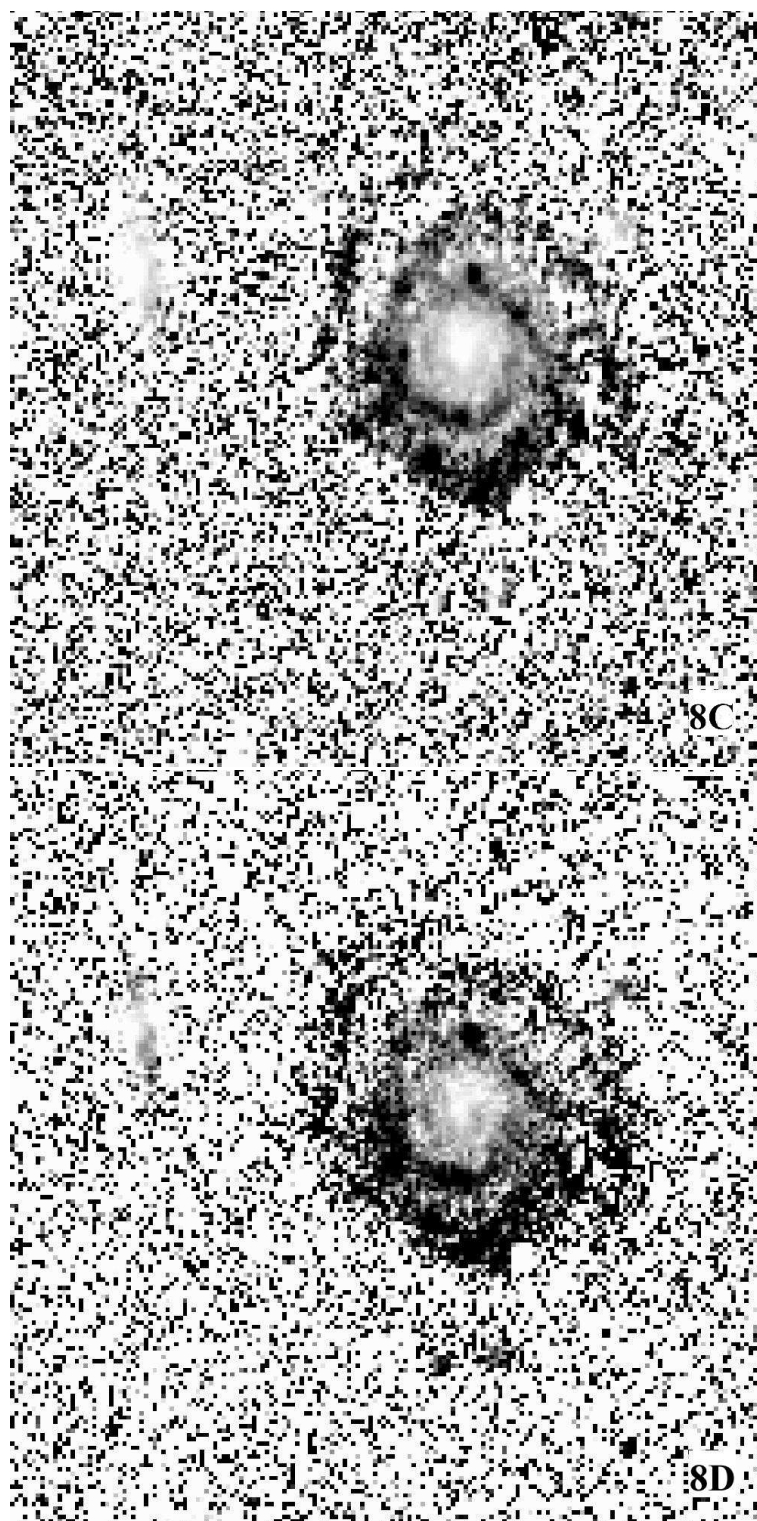


Figura 5.30: AM2238-575. Igual que en Figura 5.3.

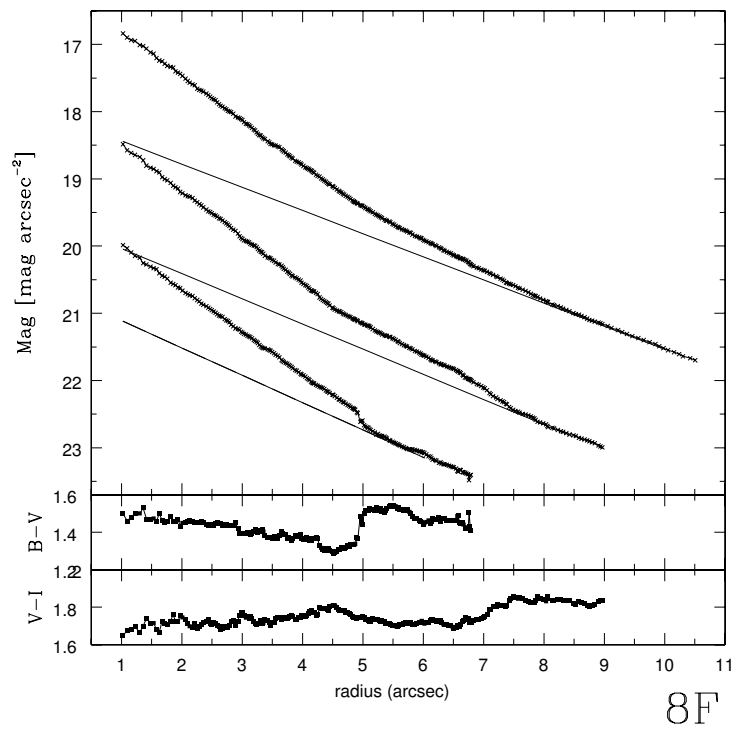
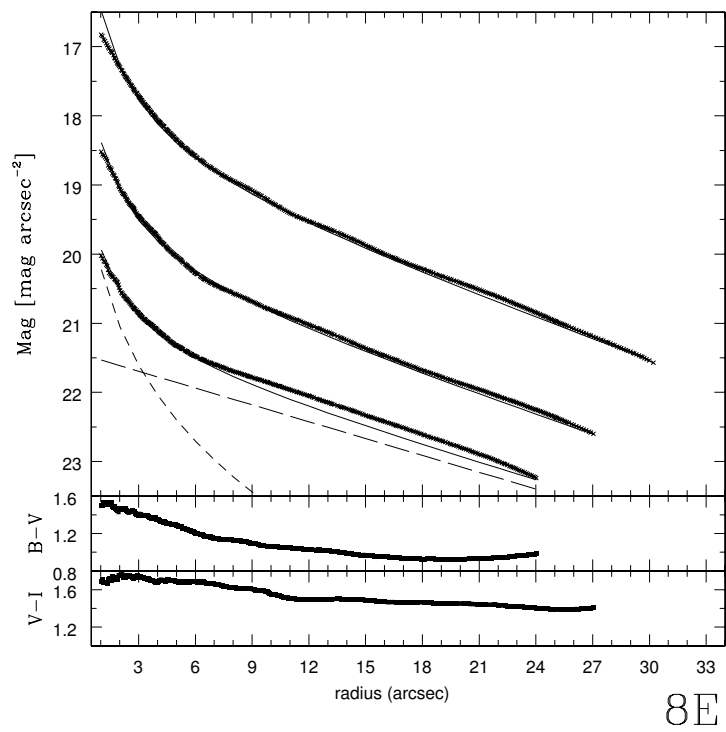


Figura 5.31: AM2238-575. Igual que en Figura 5.3.

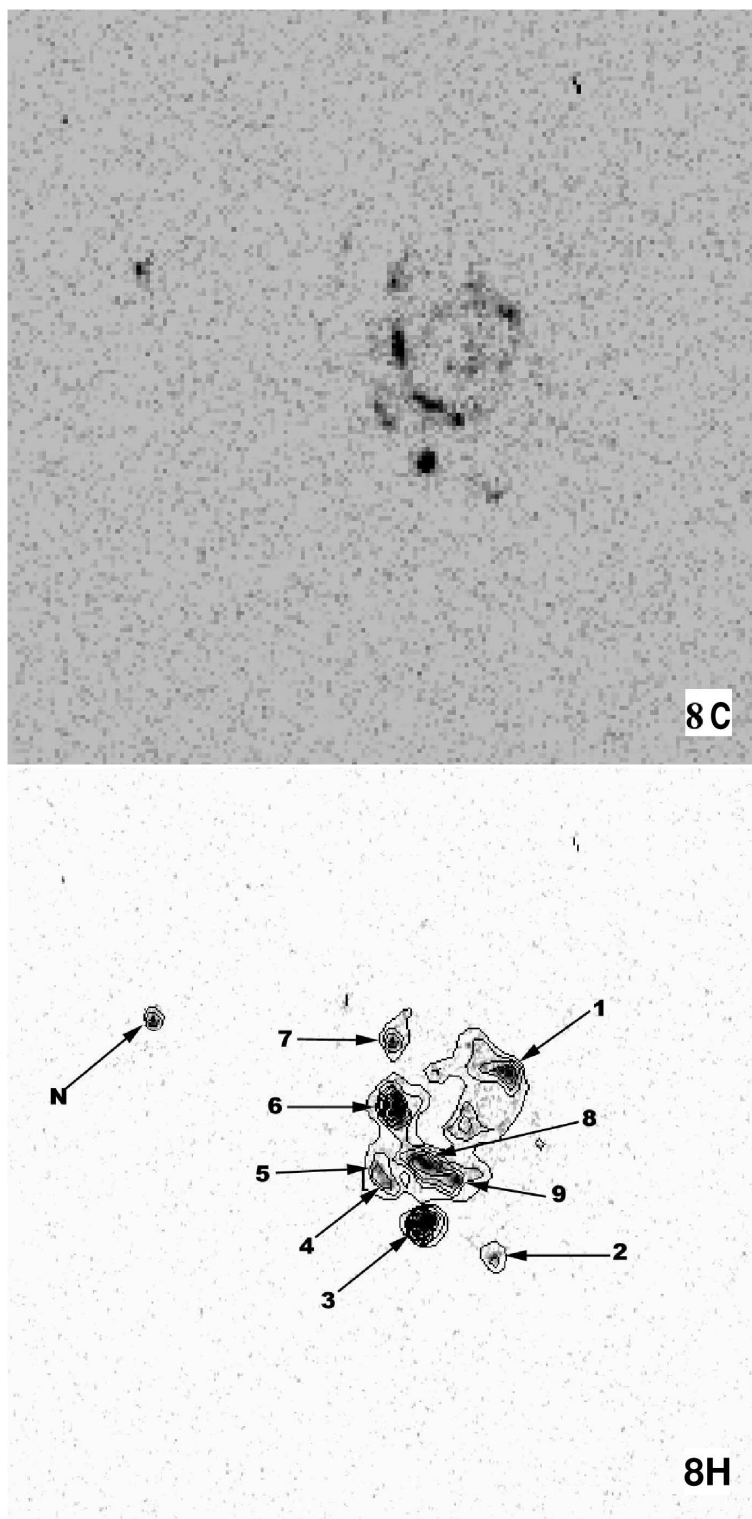


Figura 5.32: AM2238-575. Igual que en Figura 5.4.

5.9 AM2306-721

Este par se encuentra a $cz = 8916 \text{ km s}^{-1}$, está formado por una galaxia espiral peculiar con brazos distorsionados y una compañera con una morfología irregular, probablemente perturbada por fuerzas de marea (ver Figura 5.33). Ambos miembros de este par presentan colores ($B-V$) muy azules; además, la diferencia en luminosidad de las componentes es la menor de la muestra: la primaria es sólo 1.5 veces más luminosa que la compañera.

La componente principal es una galaxia espiral del tipo Sc, con brazos segmentados y un núcleo del tipo estelar brillante. No muestra evidencias de un incremento en la formación estelar, pero como lo indica el índice de color ($B-V$) = 0.24, es una galaxia azul. La magnitud absoluta de la componente principal del par es $M_B = -21.48 \text{ mag}$, siendo ésta la galaxia más brillante de la muestra.

Se observaron 10 regiones HII con tamaños promedio de 1300 pc . La luminosidad $\mathcal{L}(H\alpha + [NII])$ de estas regiones varía de $10^{39} \text{ erg s}^{-1}$ a $10^{40} \text{ erg s}^{-1}$. La edad de las regiones oscila entre 6.5×10^6 y 6.7×10^6 años, salvo para la región del núcleo cuya edad se estimó en 7.4 millones de años (ver Sección 7.1).

El perfil de luminosidad presenta un importante y marcado exceso de luminosidad en los tres filtros, debido a la contribución de regiones luminosas y de los subsistemas que componen la galaxia, tales como los brazos espirales. Fue posible ajustar las componentes bulbo y disco en el perfil de luminosidad. El color ($B-V$) tiene un comportamiento plano y constante a lo largo de la galaxia, en cambio el color ($V-I$) presenta un gradiente con valor ($V-I$) = 1.0 para la región nuclear a ($V-I$) = 0.4 en el extremo del perfil (ver Figura 5.35).

El cuerpo principal de la galaxia secundaria presenta una morfología muy peculiar; no es posible reconocer ningún subsistema y presenta una forma alargada e irregular. Esta galaxia, en la imagen interferencial, se resuelve en tres regiones HII brillantes. Los radios equivalentes de estas regiones son, en promedio, de 2000 pc y la luminosidad alcanza valores de $\mathcal{L}(H\alpha + [NII]) \approx 10^{41} \text{ erg s}^{-1}$, siendo éstas las regiones HII más luminosas de toda la muestra. El rango de edad está entre 6.6×10^6 y 6.8×10^6 años (ver Sección 7.1). El color integrado de esta galaxia es ($B-V$) = 0.18, siendo la más

azul de toda la muestra. La magnitud absoluta es $M_B = -21.11 \text{ mag}$, este valor la coloca como la más brillante de las componentes secundarias; su brillo es similar al de las más brillantes entre las componentes principales de la muestra.

El perfil de luminosidad presenta fuertes y extendidos excesos de luminosidad, y se le ajustó una componente disco. El color $(B - V)$, al igual que el de la compañera, tiene un comportamiento plano y constante a lo largo del perfil de luminosidad. En cambio el perfil en $(V - I)$ toma valores $(V - I) = 0.7$ en la región cercana al núcleo, disminuye hasta ≈ 0.3 para $r_{eq} \approx 8''$, aumenta luego hasta $(V - I) = 0.7$ para $r_{eq} = 14''$, y permanece constante hasta el final del perfil (ver Figura 5.35).

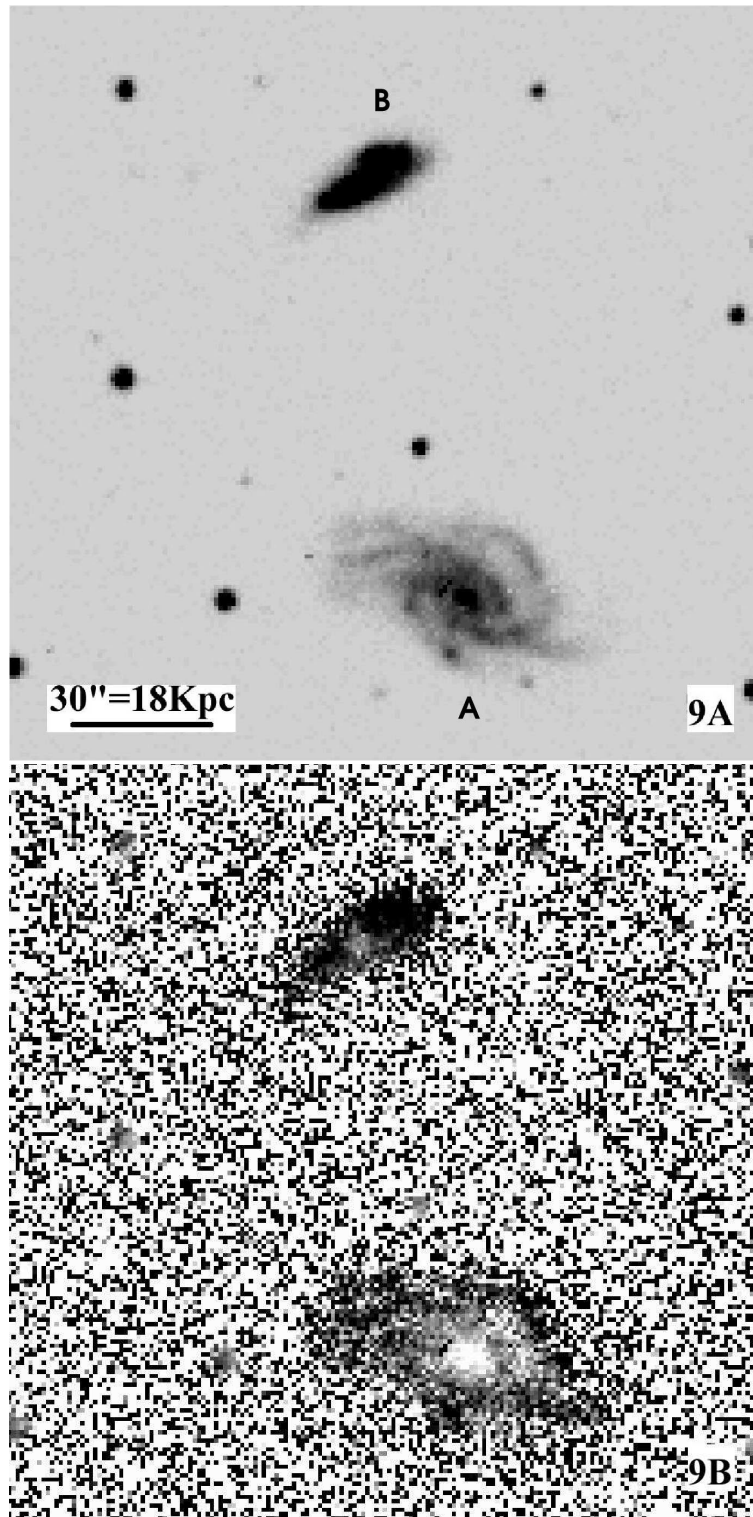


Figura 5.33: AM2306-721. Igual que en Figura 5.1.

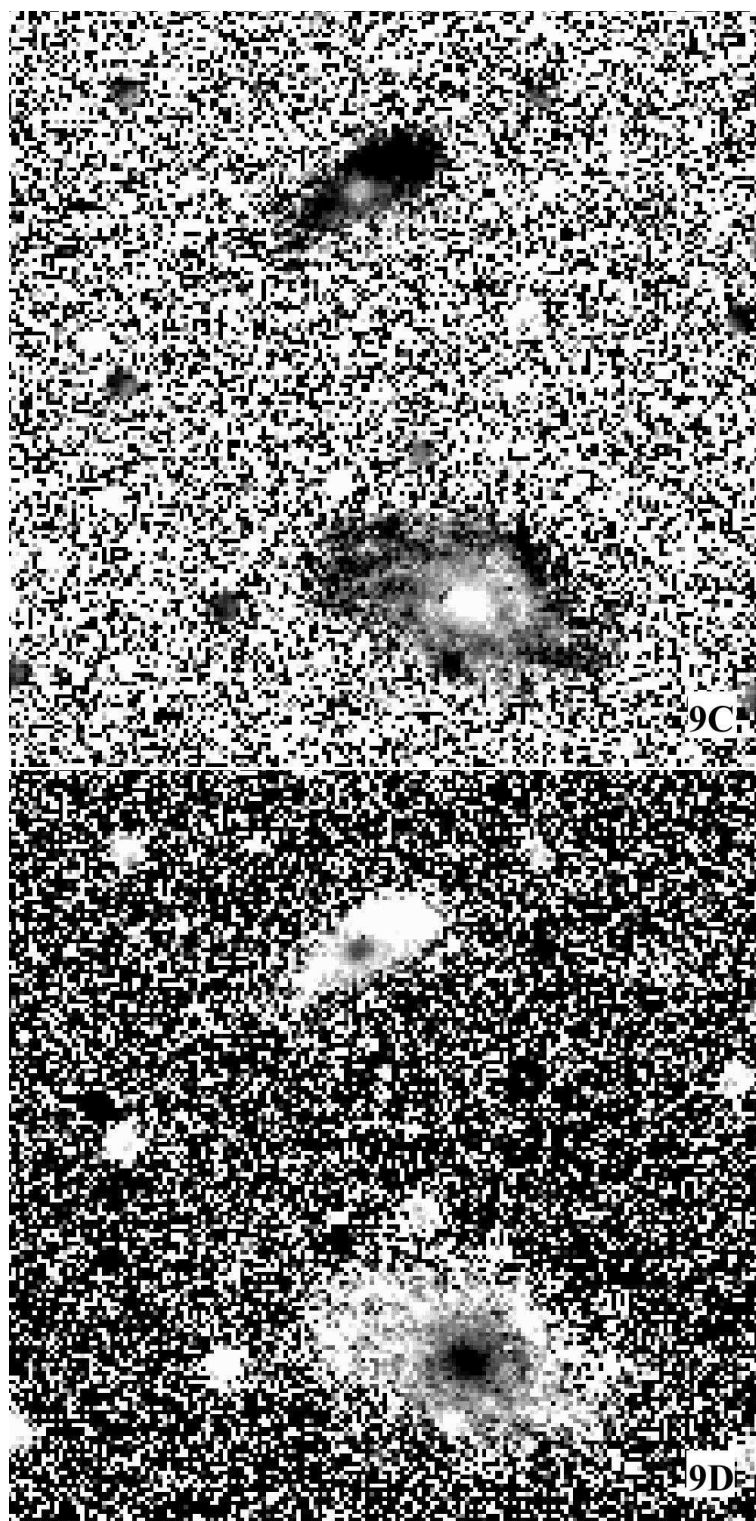


Figura 5.34: AM2306-721. Igual que en Figura 5.2.

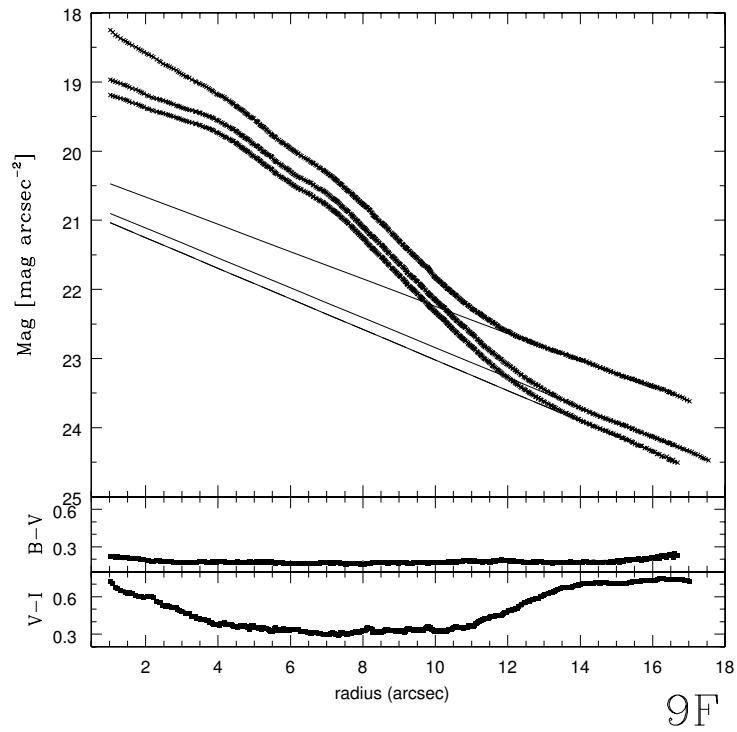
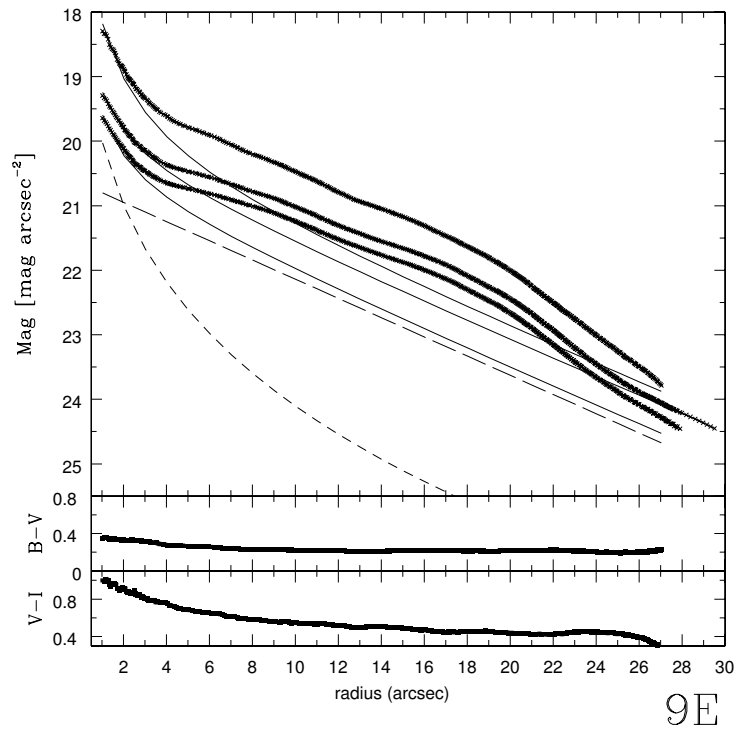


Figura 5.35: AM2306-721. Igual que en Figura 5.3.

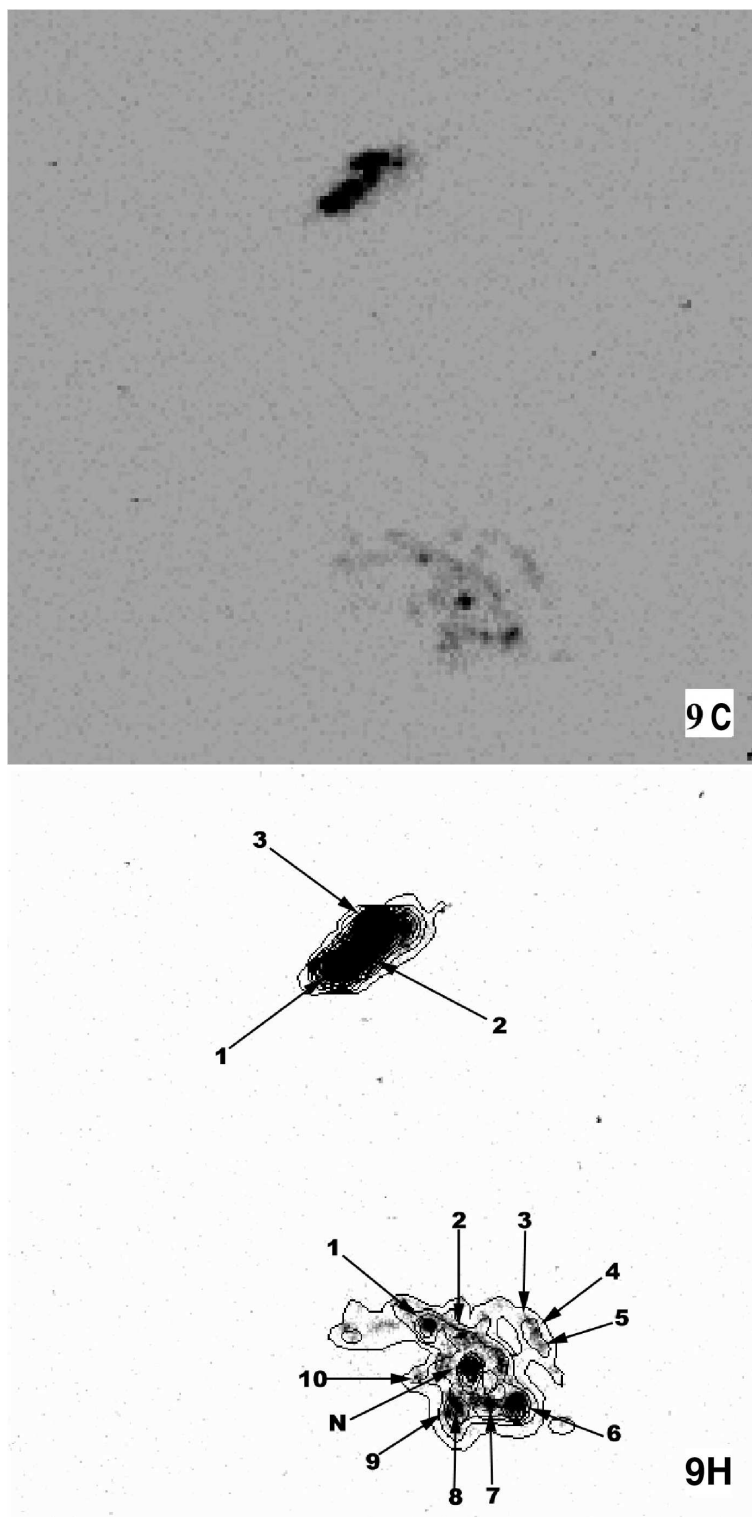


Figura 5.36: AM2306-721. Igual que en Figura 5.4.

5.10 AM2322-821

Este par tiene un corrimiento al rojo de $cz = 3680 \text{ km s}^{-1}$ y está formado por una galaxia del tipo Sa/b y una compañera muy irregular en dirección N-W .

La galaxia principal presenta un núcleo extendido y brazos en los cuales se pueden observar varias regiones brillantes (ver Figura 5.37). Es posible observar un brazo que estaría desprendido del sistema, tiene una dirección NE-SW y se localiza entre ambas componentes. También se observa en la imagen B un anillo fuera de la región central de la galaxia. Esta galaxia presenta un color típico de galaxias tipo Sb, esto es $(B - V) = 0.81$ y la magnitud absoluta es $M_B = -20.98 \text{ mag}$.

El perfil de luminosidad es típico de galaxias espirales; posee componente bulbo y componente disco. Pequeños excesos de luminosidad son observados en los perfiles en los tres filtros. El perfil de color (B-V) presenta un valor constante $(B - V) = 1.0$ hasta $r_{eq} \approx 18''$; a partir de ese radio el color se hace más azul y alcanza $(B - V) \approx 0.6$ en el extremo del perfil. El color $(V - I)$ es constante a lo largo de todo el perfil (ver Figura 5.39).

La imagen en $H\alpha$ muestra gran cantidad de regiones de formación estelar, que trazan con mayor claridad los brazos de la galaxia. Se detectaron en total 27 regiones HII, cuyos tamaños en radio equivalente están entre los 320 y 800 pc , con un valor medio de $\langle r_{eq} \rangle = 560 \text{ pc}$. La luminosidad $H\alpha + [NII]$ está dentro del orden de $10^{39} \text{ erg s}^{-1}$. Por otro lado, la edad estimada de las regiones cubren un rango entre los 5.4×10^6 y 6.6×10^6 años. Para la región nuclear se estimó que la edad de las estrellas responsables de la emisión $H\alpha$ es de 7.3 millones de años (ver Sección 7.1).

La galaxia secundaria es tan débil como una galaxia enana, la magnitud absoluta es $M_B = -18.9 \text{ mag}$, y los colores integrados son $(B - V) = 0.69$ y $(V - I) = 0.66$. La morfología de esta componente es peculiar, con forma irregular y no se observan subsistemas. En la imagen $H\alpha$ se observan varias regiones HII con tamaños promedio en radio equivalentes de 580 pc . La luminosidad y la edad de estas regiones son comparables a las observadas en la componente A, esto es, $\mathcal{L}(H\alpha + [NII]) \approx 10^{39} \text{ erg s}^{-1}$ de luminosidad y entre 5.6×10^6 y 6.5×10^6 años de edad. Se estimó una edad en 7.3 millones de años para la región denominada como Nro 1 (ver Sección 7.1).

El perfil de luminosidad es peculiar; en la parte exterior se ajustó una ley exponencial y presenta fuertes excesos en la región interior del perfil. En ambos perfiles de color ($B - V$) y ($V - I$) se observa un suave gradiente del núcleo a las zonas exteriores del perfil (ver Figura 5.39).

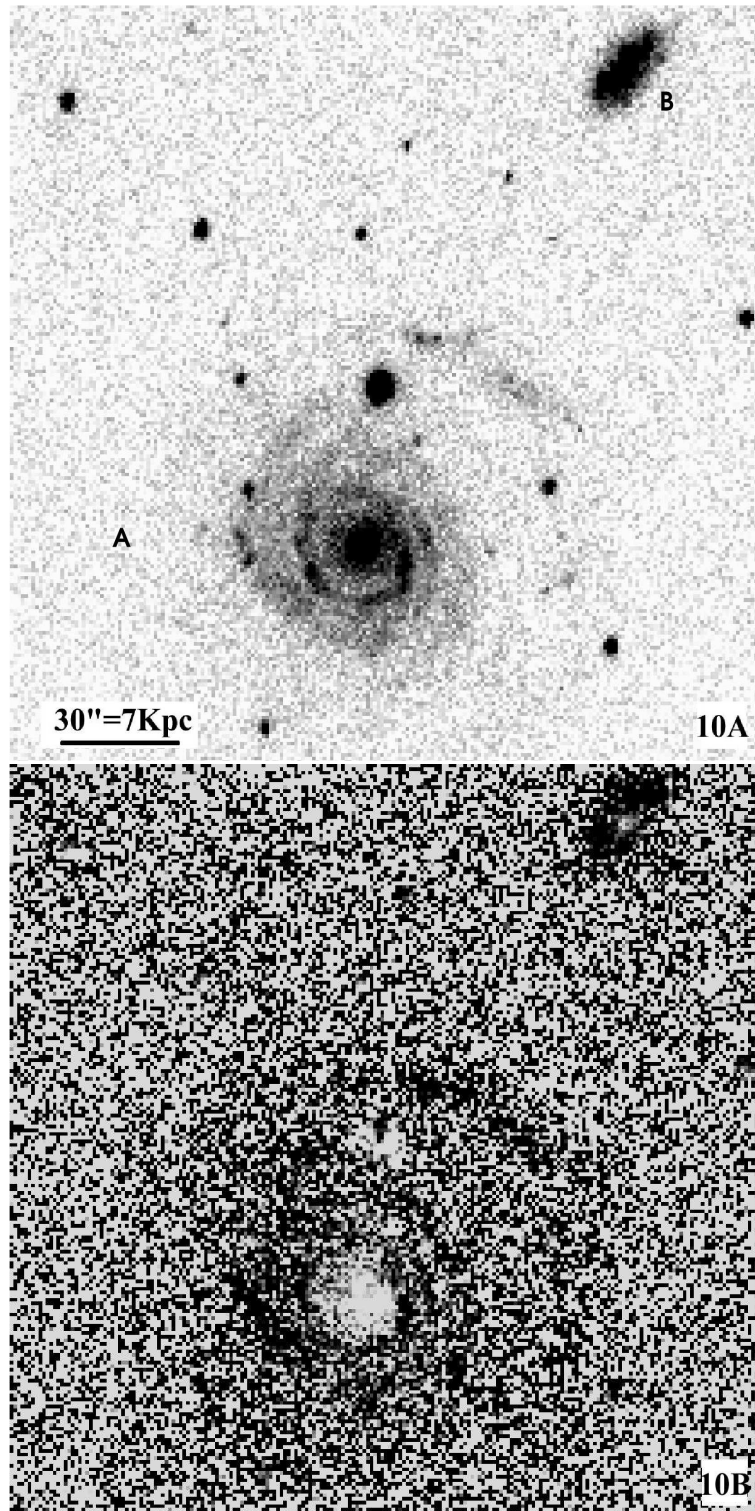


Figura 5.37: AM2322-821. Igual que en Figura 5.1.

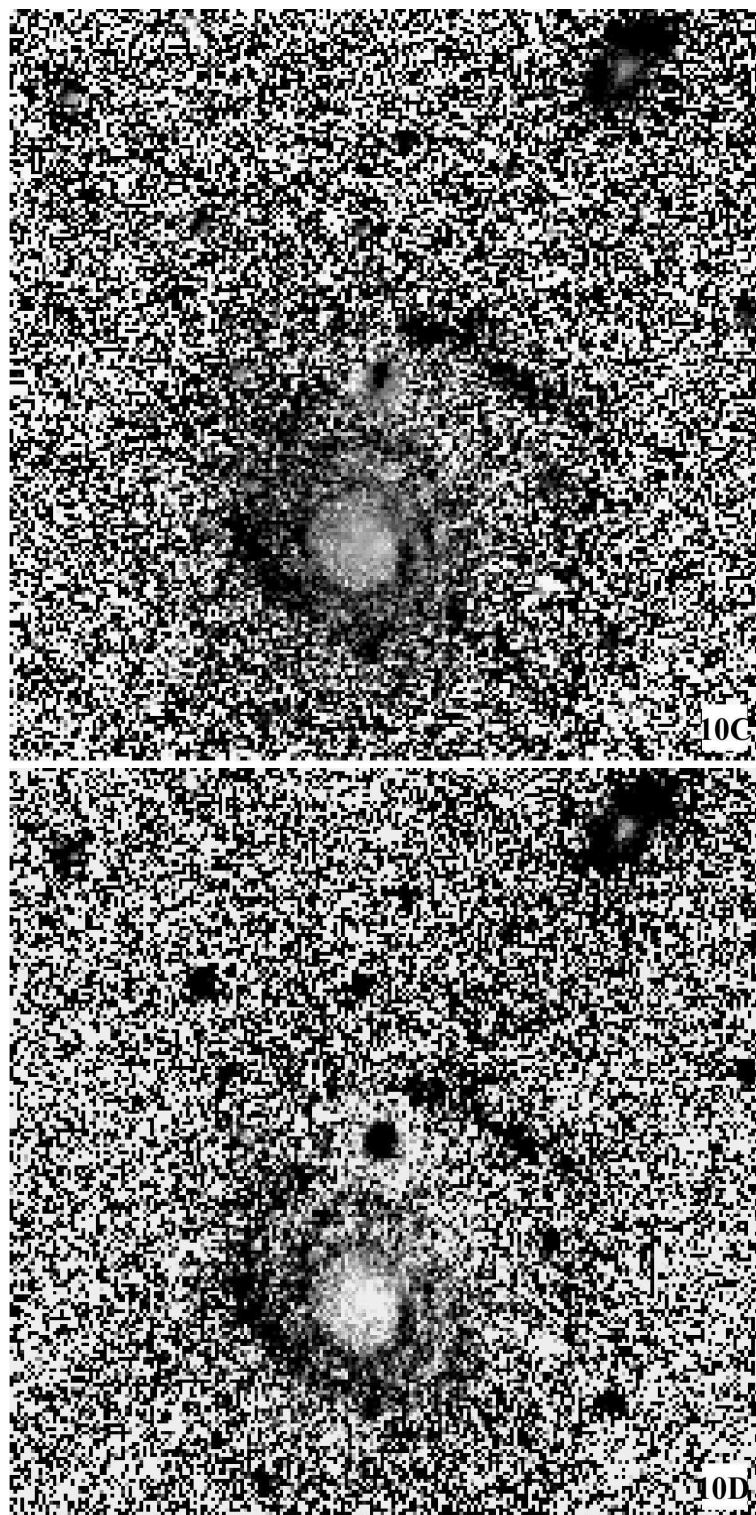
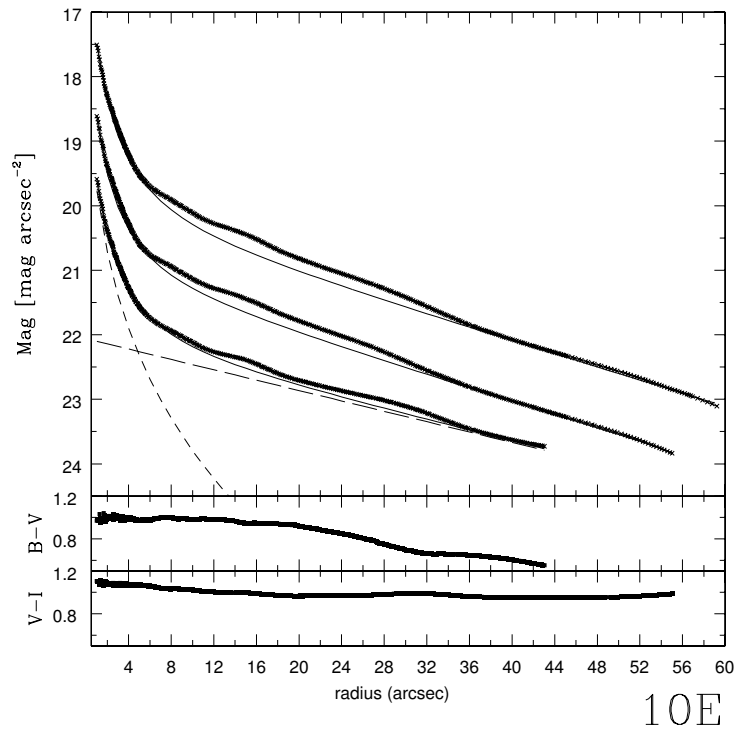
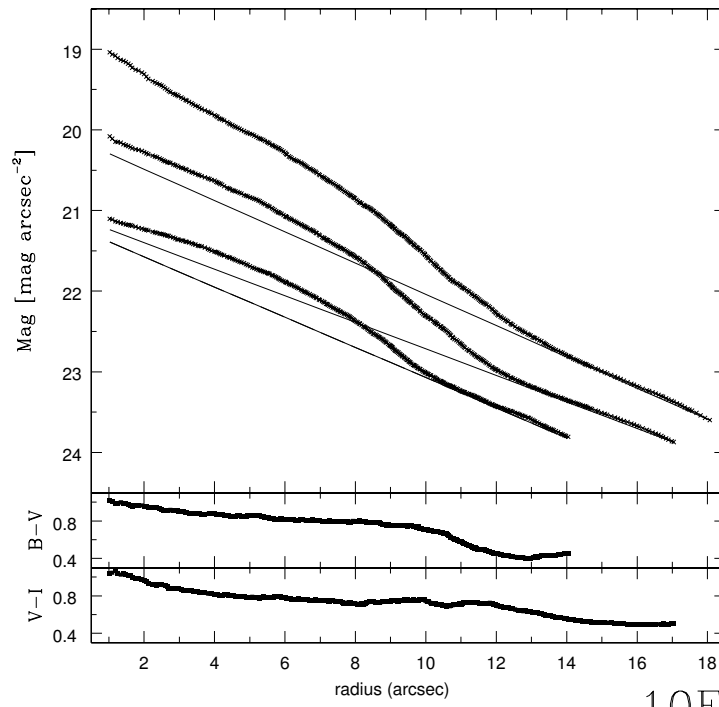


Figura 5.38: AM2322-821. Igual que en Figura 5.2.



10E



10F

Figura 5.39: AM2322-821. Igual que en Figura 5.3.

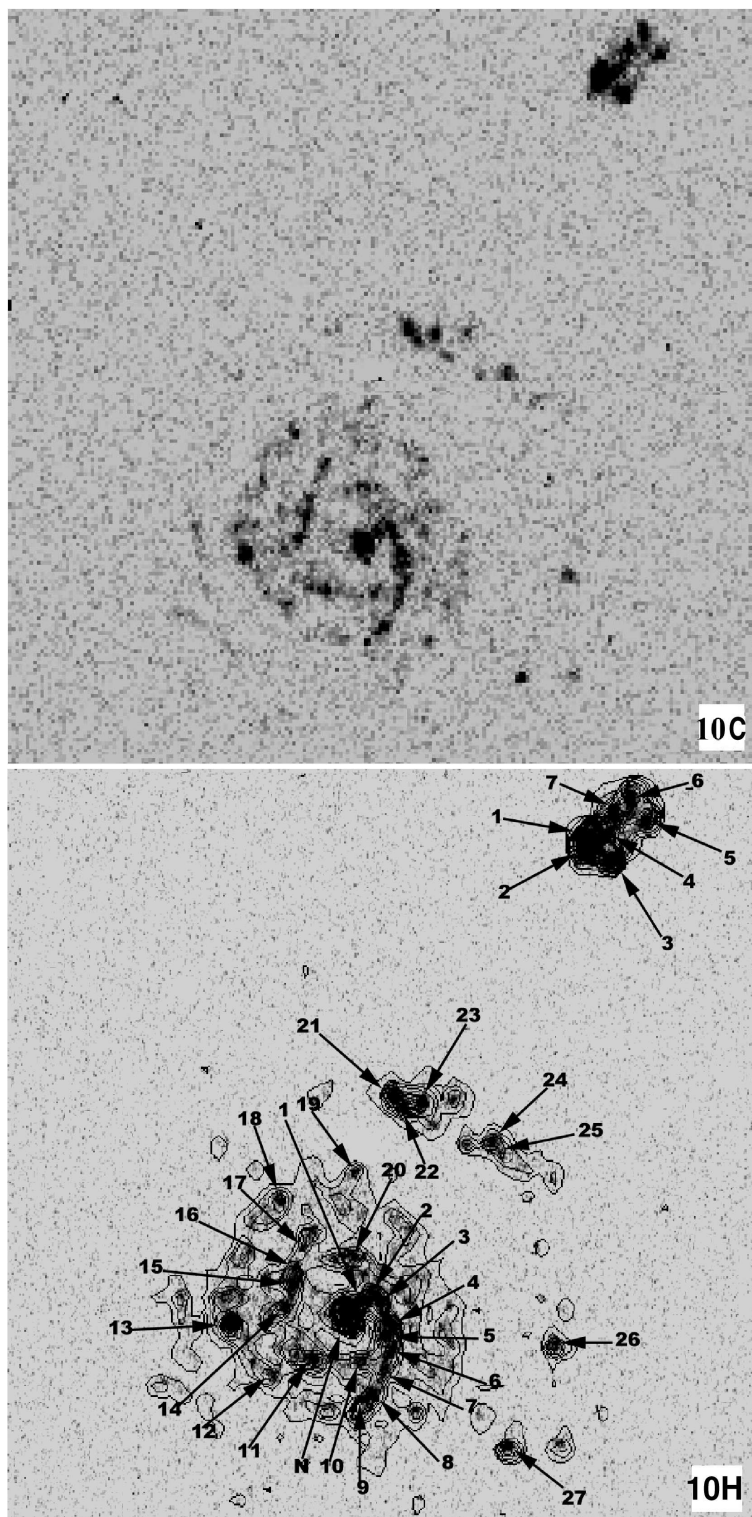


Figura 5.40: AM2322-821. Igual que en Figura 5.4.

5.11 AM2330-451

Este par interactuante está compuesto por una galaxia S0 y una galaxia disco, y presenta un corrimiento al rojo de $cz = 3137 \text{ km s}^{-1}$ (ver Figura 5.41).

La galaxia principal tiene una magnitud absoluta $M_B = -18.70 \text{ mag}$, la más débil entre las componentes A de la muestra. Sus colores están altamente enrojecidos, $(B - V) = 1.17$ y $(V - I) = 1.57$.

Los perfiles de luminosidad para la componente principal son típicos de galaxias S0, en $r_{eq} \approx 10''$ se observa pequeño exceso de luminosidad en los filtros V e I. El perfil del color $(B - V)$ es plano, con pequeñas variaciones entre 1.9 y 2.0 (ver Figura 5.43). No se observaron regiones de formación estelar en esta galaxia.

La galaxia secundaria presenta signos de fuerza de marea. Se observan dos pequeñas colas tidales en la imagen en B y no hay evidencia de brazos espirales. Tiene un perfil de luminosidad disco puro, al que se ajustó una ley exponencial.

La magnitud absoluta es $M_B = -16.67 \text{ mag}$, con este brillo es la galaxia más débil de toda la muestra. Sus colores integrados son muy rojos, esto es $(B - V) = 1.53$ y $(V - I) = 1.77$. Unas pocas y débiles regiones HII son observadas en la galaxia disco de este par. El tamaño promedio de estas regiones es, en radio equivalente, de 600 pc . La edad estimada para las mismas es de 6.8 millones de años (ver Sección 7.1). El color del perfil $(B - V)$ presenta un gradiente con valores de $(B - V) \approx 1.7$ para la región nuclear y $(B - V) \approx 1.2$ para el extremo del perfil (ver Figura 5.43).

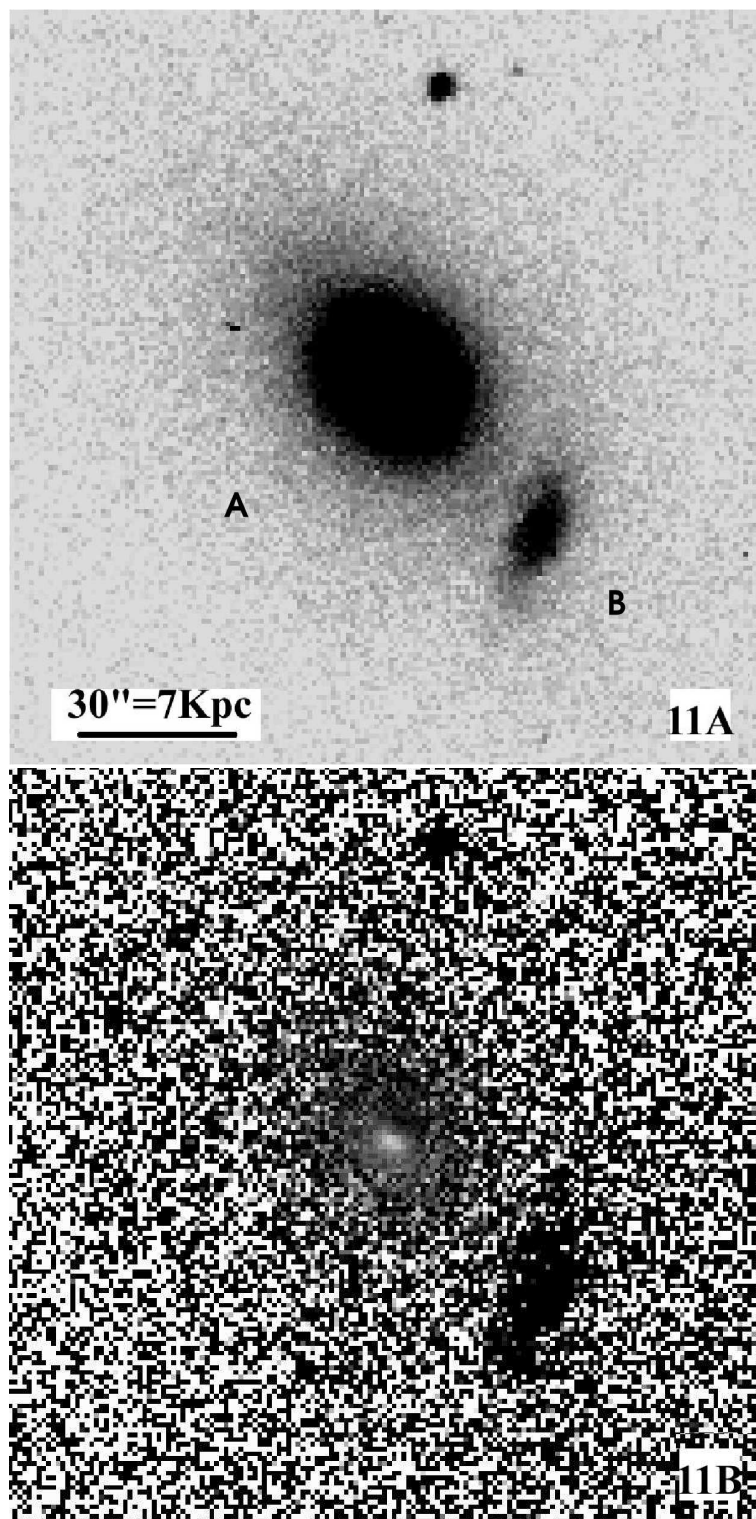


Figura 5.41: AM2330-451. Igual que en Figura 5.1.

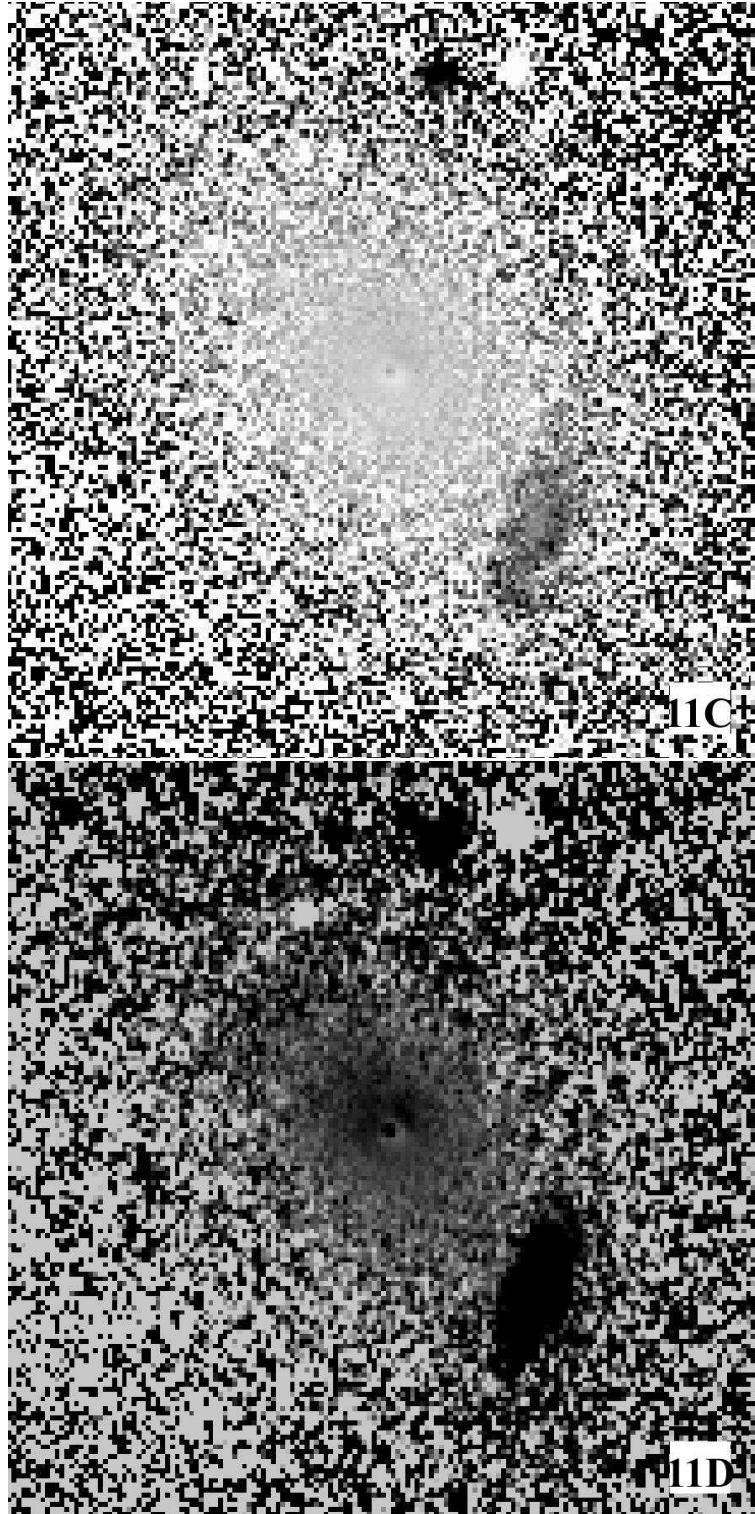
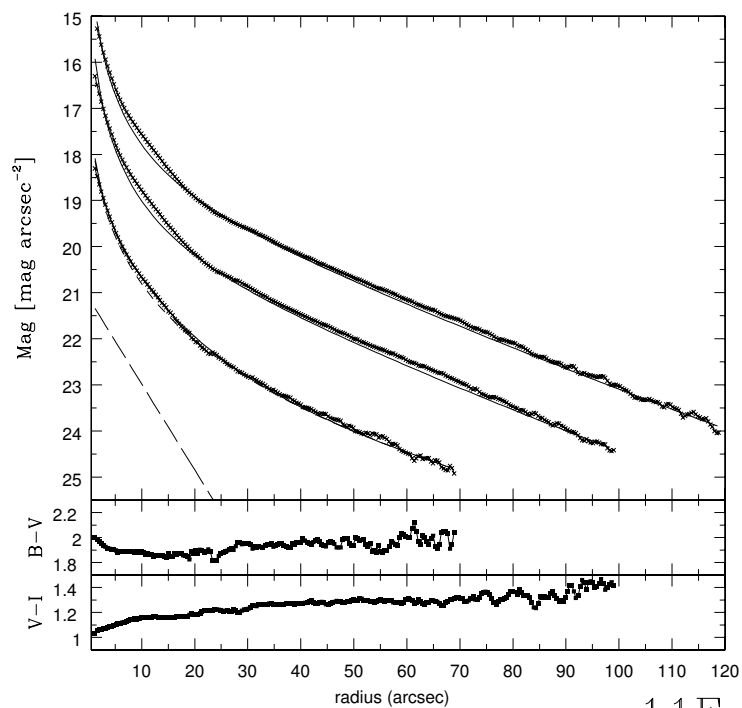
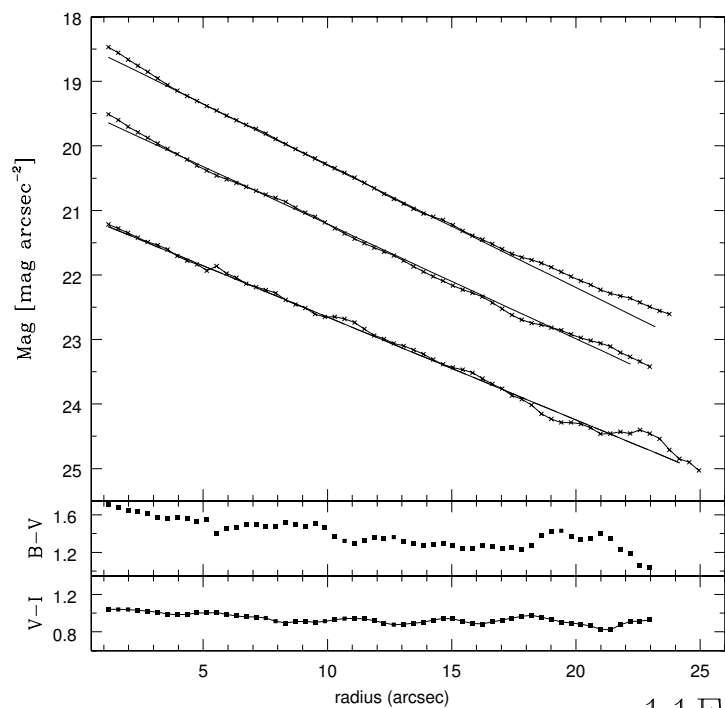


Figura 5.42: AM2330-451. Igual que en Figura 5.2.



11E



11F

Figura 5.43: AM2330-451. Igual que en Figura 5.3.

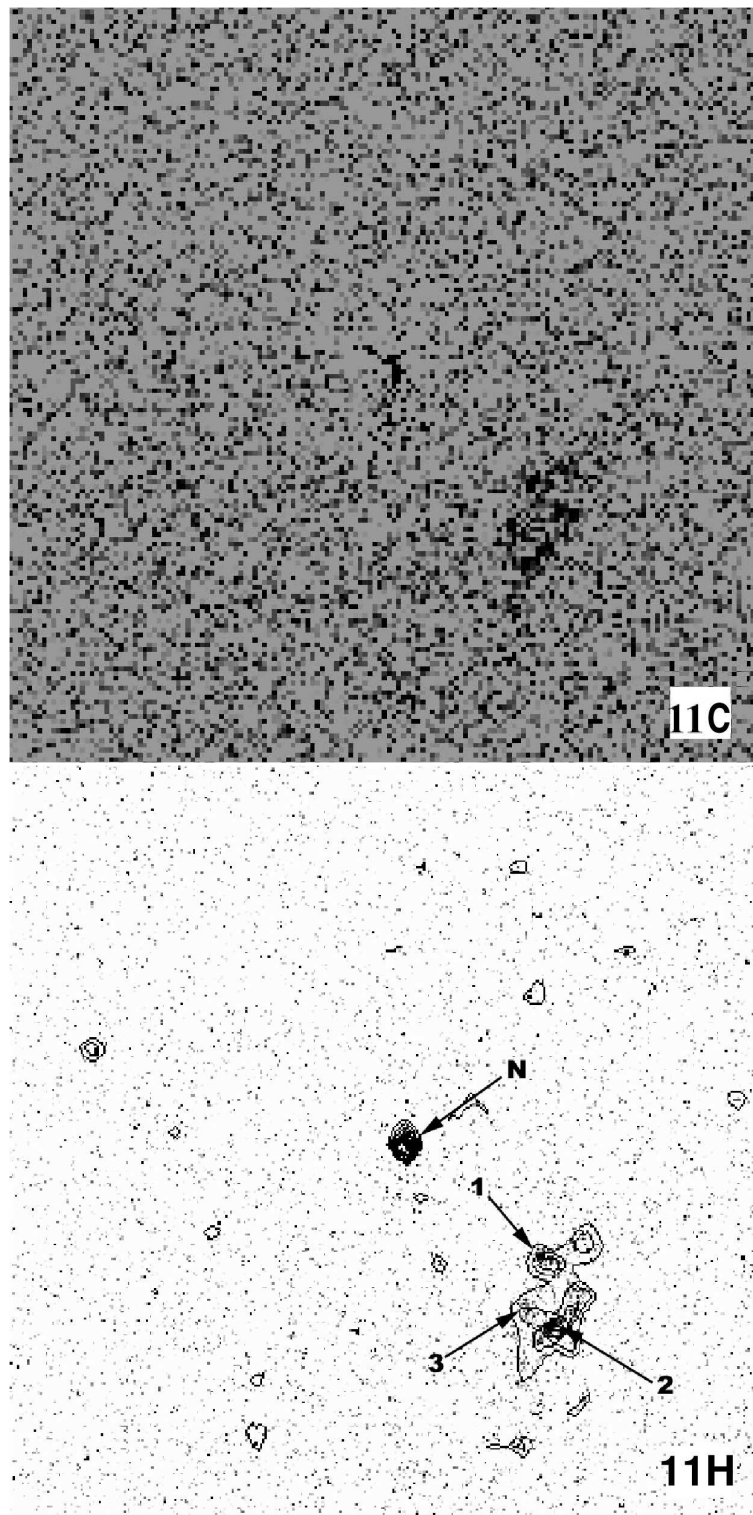


Figura 5.44: AM2330-451. Igual que en Figura 5.4.

Capítulo 6

Luminosidad, Colores y

Componente Disco: Resultados y

Discusiones

En este capítulo se estudiarán y cuantificarán los efectos de la interacción de galaxias sobre las propiedades fotométricas integradas en la muestra de once pares de galaxias interactuantes.

6.1 Propiedades Ópticas Integradas de cada Componente

Las magnitudes, los colores integrados y los diámetros de las galaxias (ver Sección 4.2) permiten analizar las propiedades ópticas de la muestra. La distribución en luminosidad de las componentes del par se muestra en la Figura 6.1. La línea continua corresponde a la componente primaria y la línea discontinua a la componente secundaria. Los miembros principales del par se encuentran en el intervalo de magnitud absoluta en el azul $-22 \text{ mag} < M_B < -18 \text{ mag}$, con un pico en $M_B = -22 \text{ mag}$. Las magnitudes de las componentes secundarias cubren un intervalo mayor, esto es entre $-22 \text{ mag} < M_B < -16 \text{ mag}$, con un máximo en $M_B = -19 \text{ mag}$.

La distribución de la diferencia de magnitud entre las componentes se muestra en la Figura 6.2. La mayoría de los pares tienen $\Delta M_B \approx 2 \text{ mag}$, o sea, la luminosidad de la galaxia primaria es, en promedio, 6 veces más brillante que la de la componente secundaria. En la muestra estudiada, hay dos casos que no siguen este comportamiento: el par AM2306-721, cuya galaxia primaria es 1.5 veces más luminosa que la secundaria y el par AM1401-324, donde la componente primaria es 15 veces más brillante que la secundaria B. Ambos pares no presentan características morfológicas diferentes a las del resto de la muestra.

Se comparó la magnitud absoluta M_B de las galaxias de la muestra con las magnitudes de dos tipos diferentes de galaxias: las galaxias ultra luminosas en el infrarrojo (de aquí en adelante ULIRGs), cuyo rango de luminosidades es $\mathcal{L}_{IR} > 10^{12} \mathcal{L}_\odot$ (Surace et al. 1998, de aquí en adelante S1998) y galaxias muy luminosas en el infrarrojo (de aquí en adelante VLIRGs), las cuales tienen luminosidades infrarrojas entre $10^{11} \mathcal{L}_\odot < \mathcal{L}(8 - 1000)\mu m < 10^{12} \mathcal{L}_\odot$ (Arribas et al. 2004, de aquí en adelante A2004). Se encontró que el rango de magnitudes de la componente primaria de nuestra muestra es semejante al rango de magnitudes de 19 galaxias VLIRGs con bajo corrimiento al rojo (redshift) ($-19 \text{ mag} < M_B < -22 \text{ mag}$ (A2004)). Resultado similar se encontró para galaxias ULIRGs (S1998). Si bien la mayoría de las galaxias ULIRGs y VLIRGs son galaxias en interacción y en fusión, la mayor diferencia entre este tipo de galaxias y los pares de nuestra muestra es que la diferencia de magnitudes entre los componentes es más grande en nuestra muestra ($\Delta M_B \approx 2 \text{ mag}$) que en la observada en galaxias VLIRGs ($\Delta M_B \approx 0.5 \text{ mag}$, valor estimado de la tabla 3 de A2004). Esta diferencia es de esperarse, ya que las galaxias de nuestra muestra forman fusiones menores (ver final de la sección) a pesar de que fueron seleccionadas por tamaños aparentes y no por diferencia de luminosidad.

El diámetro mayor de cada galaxia corresponde al diámetro mayor de la isofota de magnitud $\mu = 24 \text{ mag arcsec}^{-2}$ (ver Sección 4.2). Se encontró una correlación lineal entre la diferencia de magnitud de las componentes ($M_{B(\text{prim})} - M_{B(\text{sec})} = \Delta M_B$) y el cociente de los diámetros mayores ($D_{\text{prim}}/d_{\text{sec}}$), como se muestra en la Figura 6.3. Por cuadrados mínimos se ajustó la siguiente regresión lineal:

$$\frac{D_{prim}}{d_{sec}} = (-0.81 \pm 0.2) \Delta M_B + (1.04 \pm 0.35) \quad (6.1)$$

Se observa en el gráfico un punto que cae fuera de la correlación anterior, que corresponde a la galaxia AM1256-433, la cual presenta un “warp” o deformación en el extremo del disco (ver Figura 5.1). Posiblemente el disco de esta galaxia se encuentre alargado como resultado de la interacción con su compañera. Esto produce un valor muy grande del diámetro mayor de la componente principal y, como consecuencia, esta galaxia no mantiene la relación de la ecuación 6.1. Por otro lado, se puede estimar el rango de cocientes de masas ($\mathcal{M}_{sec}/\mathcal{M}_{prim}$) de la muestra conociendo el rango de diferencias de magnitudes ($M_{B(prim)} - M_{B(sec)} = \Delta M_B$) de las componentes del par. Como la mayor parte de las galaxias de la muestra son espirales, se adoptó una misma relación masa luminosidad típica para este tipo de galaxias, esto es $\mathcal{M}/\mathcal{L} = 3$. Usando esta relación, se puede ver que para la menor diferencia observada entre las magnitudes, esto es $\Delta M_B = -0.5 \text{ mag}$, le corresponde un cociente de masas $\mathcal{M}_{sec}/\mathcal{M}_{prim} \approx 0.2$. En cambio para la mayor diferencia de magnitudes de la muestra, esto es $\Delta M_B = -3.5 \text{ mag}$, le corresponde un cociente de masas $\mathcal{M}_{sec}/\mathcal{M}_{prim} \approx 0.04$. Por lo tanto, el cociente de masas de la muestra está dentro del rango $0.04 < \mathcal{M}_{sec}/\mathcal{M}_{prim} < 0.3$, indicando que los pares observados de la muestra corresponden a la categoría de galaxias en fusión menor (SD2000). Estos tipos de interacciones, junto con los eventos de interacción de galaxias de masa comparable, representan, en el universo local, los mecanismos responsables más frecuentes de la evolución de las galaxias.

6.2 Diagramas Color-Color

Uno de los interrogantes todavía no resuelto es si la interacción juega o no un papel importante en la formación estelar. La interacción entre las galaxias puede producir una alta tasa de formación estelar (SFR) de acuerdo a Combes (1993); sin embargo, Bergvall et al. (2003) concluyen que la formación estelar global en galaxias en interacción y en fusión no difieren substancialmente de las galaxias normales y

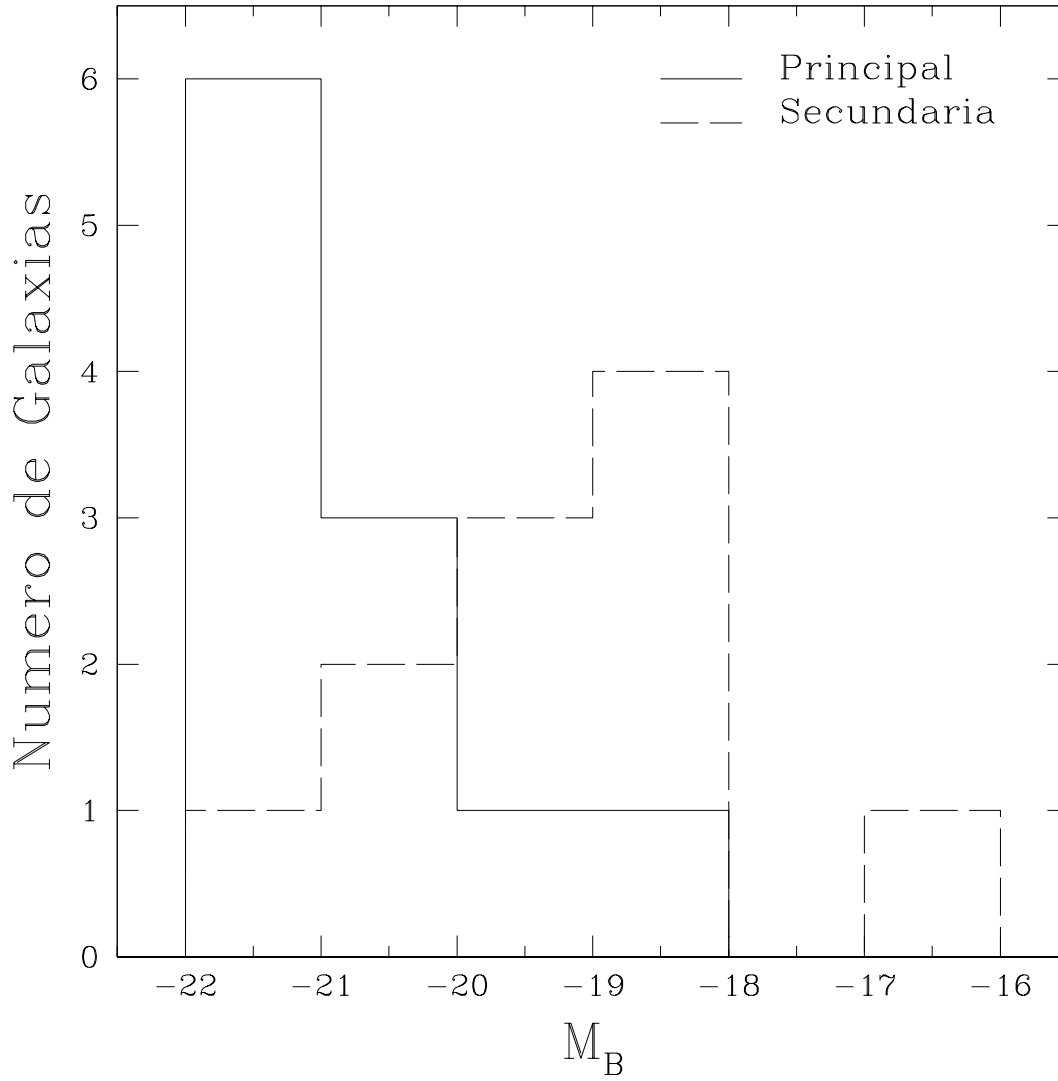


Figura 6.1: Distribución en magnitud para cada componente. La línea continua corresponde a la componente primaria, la línea discontinua corresponde a la componente secundaria.

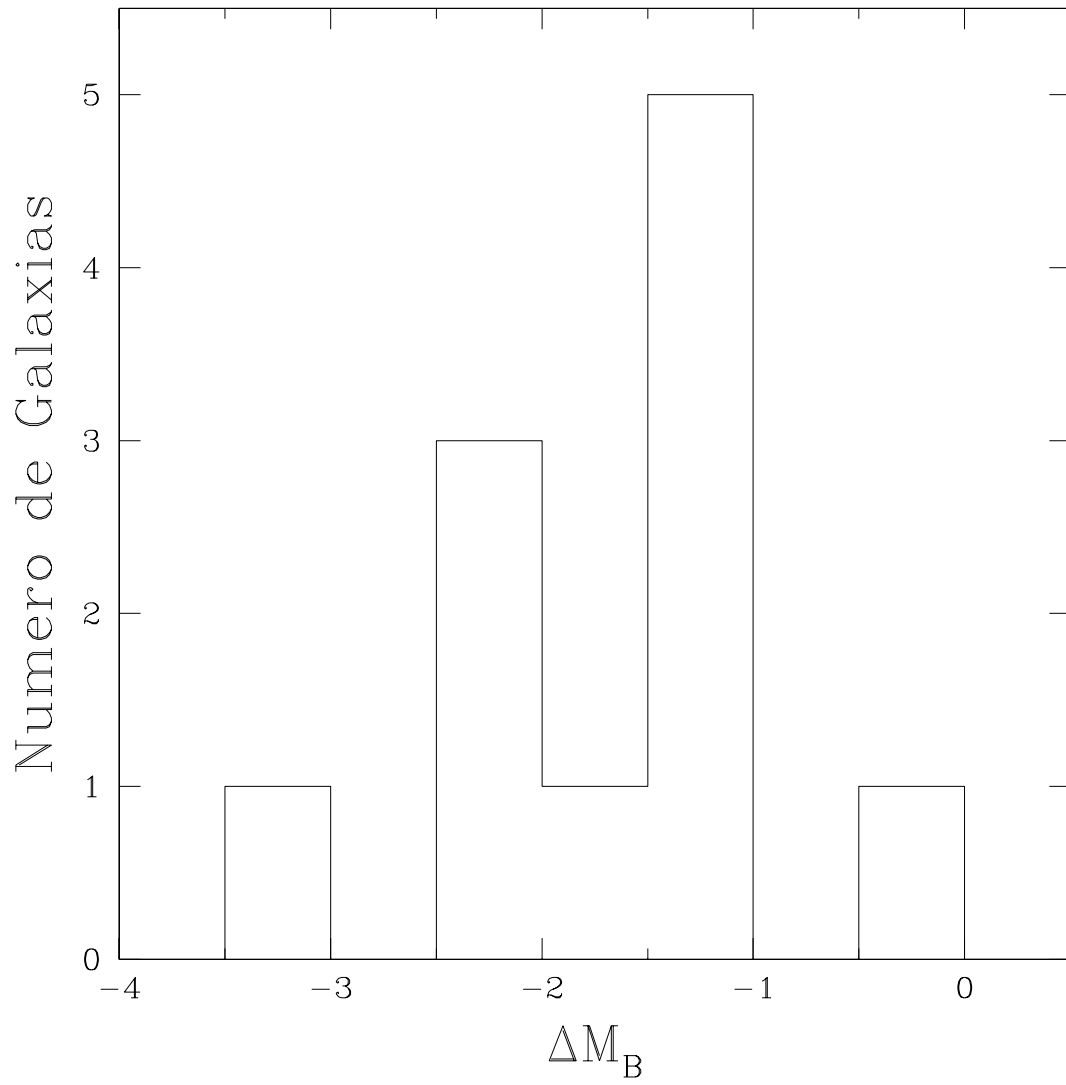


Figura 6.2: Distribución de la diferencia de magnitud (ΔM_B) entre las componentes del par.

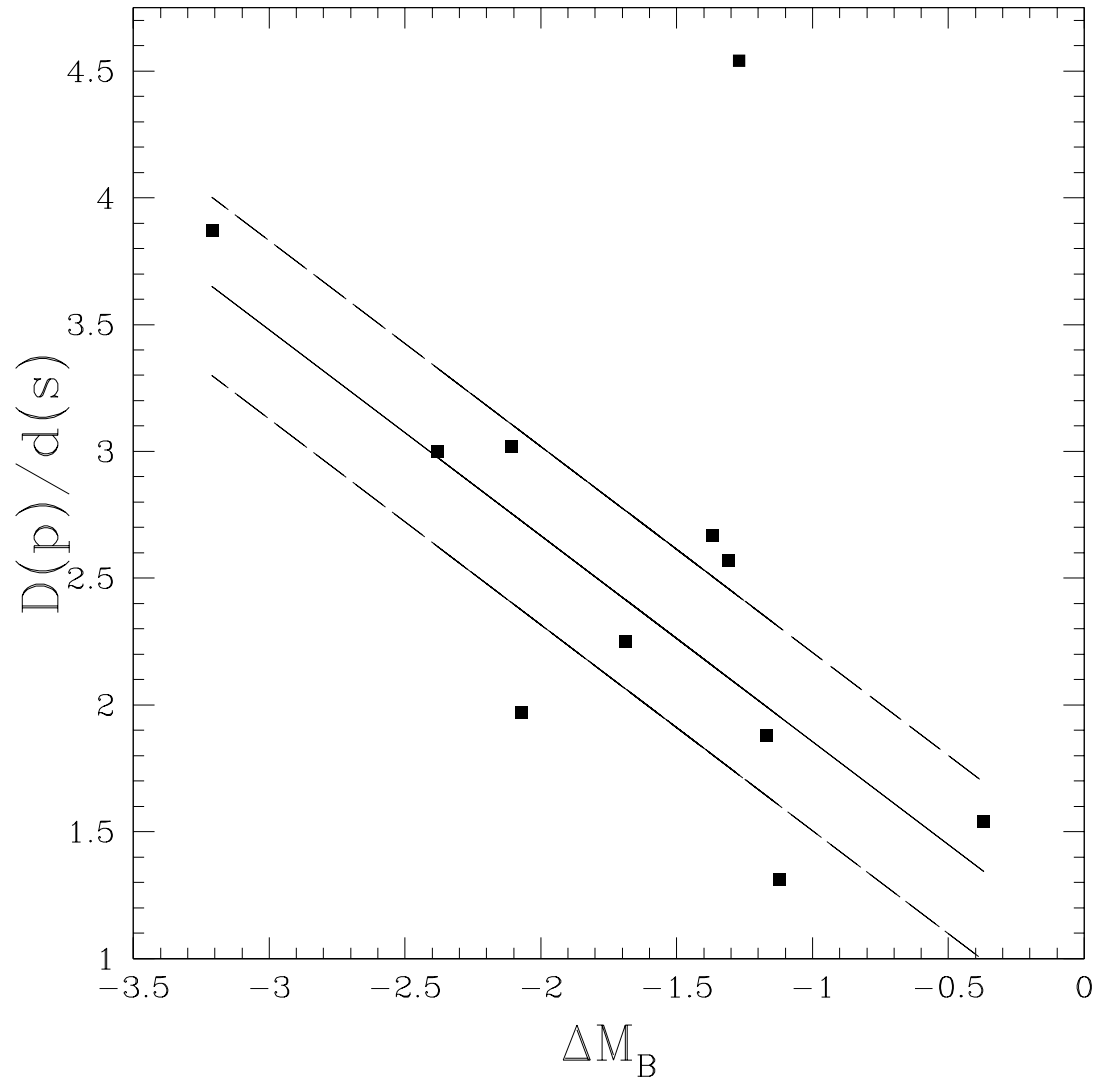


Figura 6.3: Correlación entre la diferencia de magnitudes de las componentes (ΔM_B) vs. el cociente de los diámetros mayores de cada componente ($D(p)/d(s)$). La línea continua: ajuste por cuadrados mínimos, las líneas discontinuas: dispersión estándar del ajuste (1σ).

aisladas de igual tipo morfológico. Además, estos investigadores no encuentran una dispersión significativa en los colores de galaxias de Arp con respecto a las galaxias normales.

Con el objeto de determinar si los colores de nuestra muestra se ajustan a los colores de galaxias normales, se confeccionó el diagrama color-color para las componentes del par; los triángulos corresponden a la componente secundaria y los cuadrados a la componente principal (Figura 6.4). El vector enrojecimiento se muestra en el diagrama color-color para un $A_V = 1 \text{ mag}$, así como también el color de una RHII de 10^6 años. Las cruces en el centro del diagrama indican los valores medios de los colores de galaxias normales aisladas de tipo morfológico Sa y Sc, y el tamaño de las cruces representa la dispersión de los colores. La extinción visual media observada en la Vía Láctea es $\langle A_V \rangle = 1.48 \text{ mag}$; en nuestra muestra, hay dos galaxias con extinción que supera esa media: el par AM1256-433W ($A_V = 2.5 \text{ mag}$) y el par AM2105-332SE ($A_V = 3 \text{ mag}$). Si se aplicara una corrección por enrojecimiento $A_V > 1 \text{ mag}$, daría, para varias galaxias, colores semejantes al de una RHII de 10^6 años, lo que no sería nuestro caso, ya que se estimó (ver Sección 7.1) que las regiones de nuestra muestra tienen edades mayores a 6×10^6 años. En el diagrama color-color se observa que, en promedio, las componentes tienen colores similares. Las componentes secundarias tienen un promedio de $\langle (B - V) \rangle = 0.71 \pm 0.4$ y las componentes principales tienen un $\langle (B - V) \rangle = 0.69 \pm 0.3$; también se observa que ambas componentes presentan una dispersión similar en los colores. Por otro lado, los colores de las galaxias de la muestra son más azules que las galaxias aisladas del mismo tipo morfológico. Por ejemplo, las S0, que totalizan un número de seis en nuestra muestra, tienen en promedio un $\langle (B - V) \rangle = 0.77$, mientras que las galaxias aisladas presentan un $\langle (B - V) \rangle = 0.92$. Las galaxias del tipo Sa, en un total de 5 en la muestra, y las irregulares, en un total de seis para la muestra presentan valores medios en los colores de $\langle (B - V) \rangle = 0.71$ y $\langle (B - V) \rangle = 0.53$, respectivamente. Los colores de una muestra de galaxias aisladas del mismo tipo morfológico tomadas del RC3 (The Third Reference Catalogue of Bright Galaxies) presentan valores promedios de $\langle (B - V) \rangle = 0.82$ y $\langle (B - V) \rangle = 0.5$, respectivamente. Por lo tanto, la interacción produciría un cambio en el color de las galaxias, tornándolas más azules. Este resultado está de acuerdo con los trabajos de

Larson & Tinsley (1978).

Se encuentra para las galaxias de la muestra que el color integrado ($B - I$) está en el rango $0.62 < (B - I) < 3.3$, con un valor medio, para la componente primaria, de $\langle (B - I) \rangle = 1.92$ y de $\langle (B - I) \rangle = 1.91$, para la secundaria. Estos valores están en el mismo rango de colores que los encontrados para galaxias VLIRGs ($1.2 < (B - I) < 2.8$ (A2004)) y para galaxias ULIRGs (S1998).

6.3 Interacción vs. Parámetros del Disco de la Galaxia

Para estudiar el efecto de la interacción sobre los discos de las galaxias de la muestra, se analizaron los parámetros que fueron determinados en la Sección 4.3. Éstos comúnmente se denominan magnitud superficial central m_0 y longitud de escala d_l . Como primera medida, se homogenizaron estos parámetros para poder comparar los discos de las galaxias de la muestra entre sí. Para ello, se transformó la longitud de escala expresada en unidades angulares a longitud lineal, según la relación trigonométrica:

$$d_s = r_d \tan(d_l) = 0.075^{-1} V_r \tan(d_l) \quad (6.2)$$

donde d_s es la longitud de escala expresada en kpc , d_l es la longitud de escala en segundos de arco (ver Tabla 9.7), V_r es la velocidad radial de la galaxia (ver Tabla 9.1) y r_d su distancia. El valor de r_d fue estimado aplicando la ley de Hubble $V_r = H_0 r_d$, tomando un valor de constante de Hubble $H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$.

La magnitud superficial central del disco fue corregida por inclinación y por opacidad de la galaxia utilizando las siguientes relaciones (Lu 1998):

$$b_0^c = b_0 - 2.5K \log(1 - e) \quad e \leq 0.8 \quad (6.3)$$

$$b_0^c = b_0 - 2.5K \log(1 - 0.8) \quad e > 0.8 \quad (6.4)$$

donde b_0^c es la magnitud superficial central para la componente disco corregida por

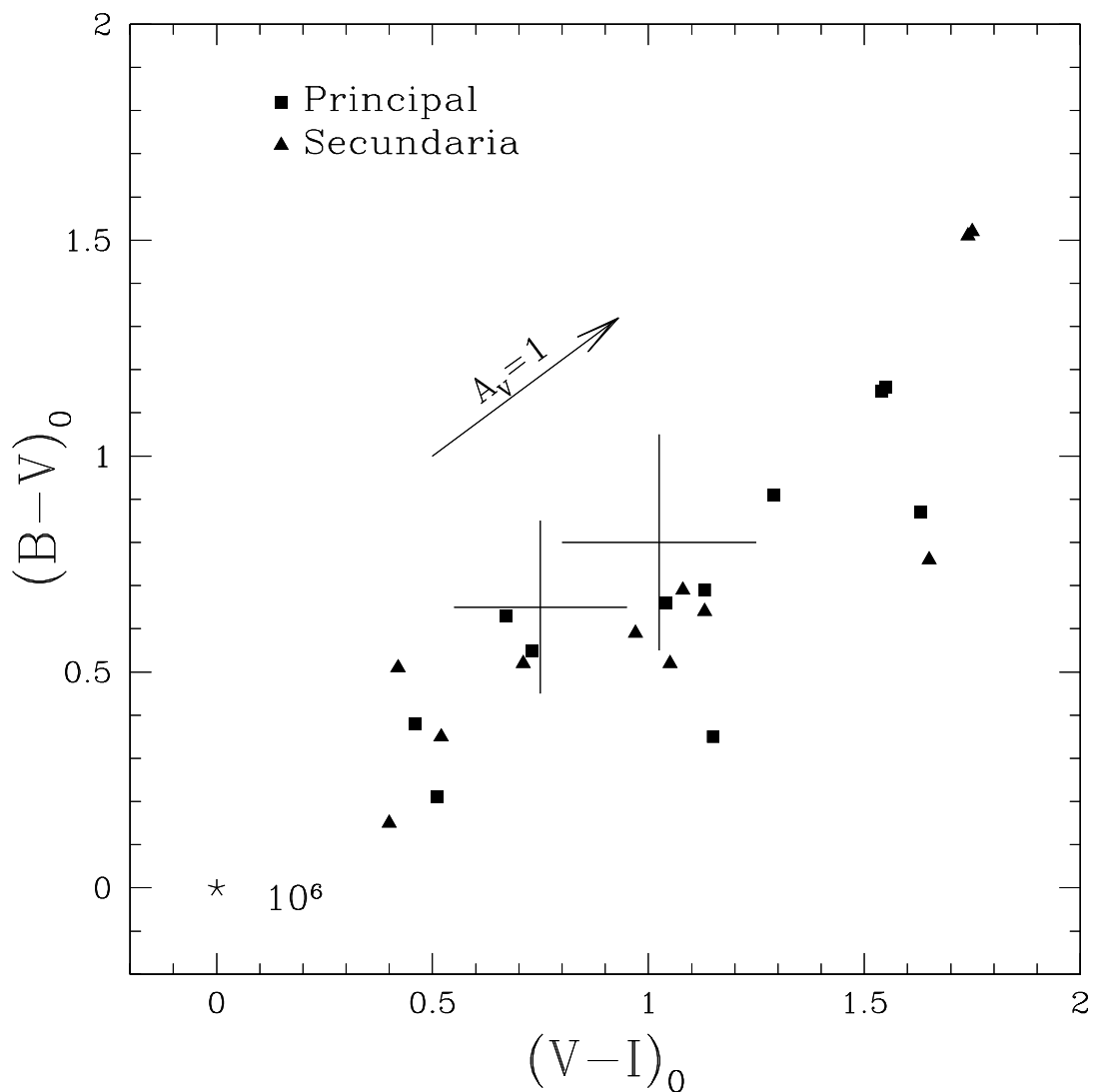


Figura 6.4: Diagrama color-color de las componentes de la muestra. Los puntos cuadrados corresponden a la componente primaria y los triángulos corresponden a la componente secundaria. En el extremo inferior izquierdo se presentan los colores medios de una RIII de 10^6 años. Las cruces en el centro del diagrama corresponden a los valores medios de color y dispersión de galaxias normales aisladas de tipo morfológico Sa (arriba derecha) y Sc (abajo izquierda).

inclinación y opacidad y b_0 la magnitud superficial central observada. La excentricidad de la galaxia es definida como $e^2 = (D^2 - d^2)/D^2$, donde D y d son el diámetro mayor y menor de la galaxia, respectivamente. Para determinar los diámetros de las galaxias se trazó la isofota de $24 \text{ mag arcsec}^{-2}$ a la que se le ajustó una elipse. El ajuste se hizo mediante la tarea ELLIPSE la cual utiliza el método iterativo desarrollado por Jedrzejewski (1987). Esta tarea arroja como resultados, entre otros parámetros, el semieje mayor y menor de la elipse ajustada (ver Sección 4.2). K es la opacidad del disco, $K = 0$ corresponde a discos totalmente opacos y $K = 1$ a discos completamente transparentes. En este trabajo se asumió una opacidad general para los discos con valor $K = 0.2$ (Lu 1998) para poder comparar los resultados con los de Lu.

Lu (1998) estudia los discos de galaxias normales de una muestra de 76 galaxias del Uppsala General Catalogue (UGC). Estas galaxias presentan magnitudes en el azul $B_T < 14.5 \text{ mag}$ y velocidades radiales $cz < 3000 \text{ km s}^{-1}$. Lu construye perfiles de brillo superficial como una función del semieje mayor de la galaxia. El autor ajusta la componente exponencial a los discos de las galaxias de su muestra y transforma la longitud de escala expresada en unidades angulares a longitud lineal, según la ecuación 6.2. La magnitud superficial central del disco fue corregida por inclinación y por opacidad de la galaxia utilizando la ecuación 6.3 o 6.4. El autor encuentra una correlación entre el brillo superficial central y la longitud lineal de escala del disco hasta una magnitud $\mu = 24.5 \text{ mag arcsec}^{-2}$. Para este trabajo de tesis se compararon los parámetros de los discos de las galaxias en fusión menor con los parámetros de los discos de la muestra de Lu. En general el radio equivalente difiere del semieje mayor de la galaxia salvo para las galaxias ubicadas de frente ($i = 0^\circ$). Por lo tanto para poder comparar los discos de las dos muestras se corrigió la longitud de escala del disco (expresada en kpc) de la muestra de galaxias en fusión menor por la inclinación de la galaxia. Recordemos que la inclinación (i) de la galaxia se define como $\cos(i) = d/D$ (ver Sección 4.3) donde D y d es el semieje mayor y menor de la galaxia. Dicho ángulo está definido con respecto a la visual del observador. Para la corrección por inclinación se aplicó la siguiente ecuación:

$$d_s^c = d_s (\cos(i))^{-0.5} = d_s (d/D)^{-0.5} \quad (6.5)$$

donde d_s^c es la longitud de escala expresada en kpc y corregida por inclinación, d_s es la longitud de escala observada expresada en kpc , i es la inclinación de la galaxia y D y d el semieje mayor y menor de la misma.

Las Figuras 6.5 y 6.6 muestran la magnitud superficial central corregida del disco en unidades de magnitud por segundo de arco cuadrado ($mag\ arcsec^{-2}$), en función de la longitud de escala expresada en kpc y corregida por inclinación d_s^c tanto para la componente principal como para la secundaria, respectivamente. La línea entrecortada indica la distribución de discos de galaxias ubicados de frente con magnitud $M_B = -17.5\ mag$ de la muestra de Lu, las cuales son detectables hasta la mitad del máximo de la distancia de la muestra del UGC. La curva sólida indica el límite de detectabilidad de galaxias ubicadas de frente, localizadas al máximo de distancia. Comparando nuestra distribución con la observada por Lu (1998) se puede decir que, en general, ambas muestras se comportan de forma semejante. Los discos de la galaxia principal son más luminosos y más grandes que los discos de la muestra de Lu; esto posiblemente se debe a la interacción entre las galaxias del par. Por otro lado, los discos de la componente secundaria son más pequeños que los discos de la componente primaria (Figura 6.5 y Figura 6.6).

Los parámetros de los discos (b_0 y d_s) de cada componente obtenidos de las imágenes B, V e I son graficados en la Figura 6.7 y Figura 6.8. Se observa que, para la mayoría de las galaxias, la longitud de escala no cambia con el color. Esto nos diría que si la interacción afectó a cada componente en el disco, lo hizo de forma semejante, lo que indicaría que las diferentes poblaciones estelares que componen el disco fueron afectadas en forma similar por la interacción. Los discos de las galaxias se deforman por las fuerzas de marea de la compañera pero dichos discos no cambian su luminosidad, por lo menos en la parte externa de los perfiles. La formación estelar se concentraría en las regiones próximas al núcleo de la galaxia. Estas regiones luminosas producirían excesos en los perfiles de luminosidad en las partes interiores de los mismos.

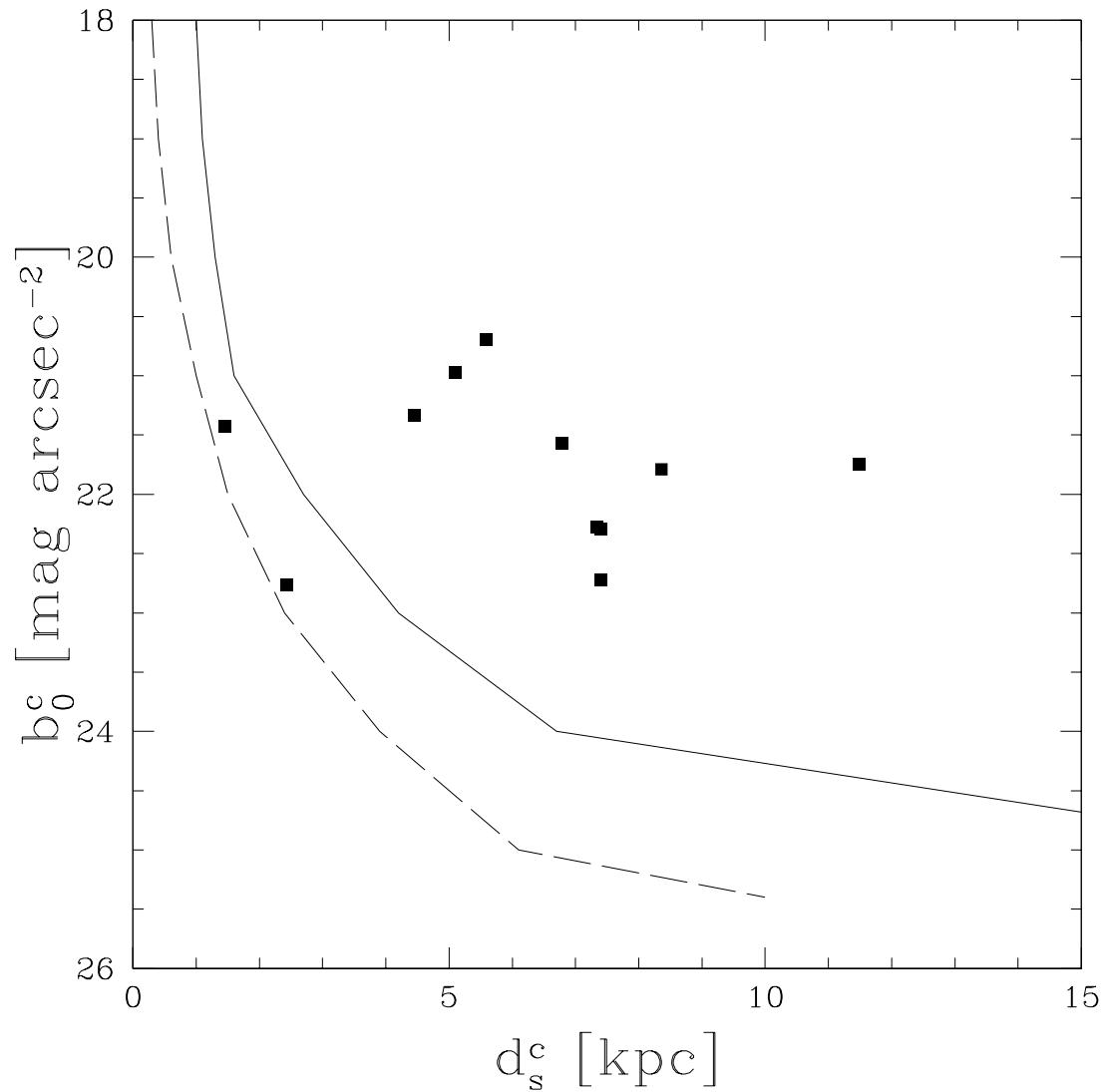


Figura 6.5: Magnitud superficial central del disco corregida por inclinación y opacidad b_0^c ([$mag arcsec^{-2}$]) en función de la longitud lineal de escala corregida por inclinación d_s^c ([kpc]) de la componente primaria. La línea entrecortada indica la distribución de discos de galaxias ubicadas de frente con magnitud $M_B = -17.5 mag$ (Lu 1998). La curva sólida indica el límite de detectabilidad de galaxias ubicadas de frente localizadas al máximo de distancia de la muestra.

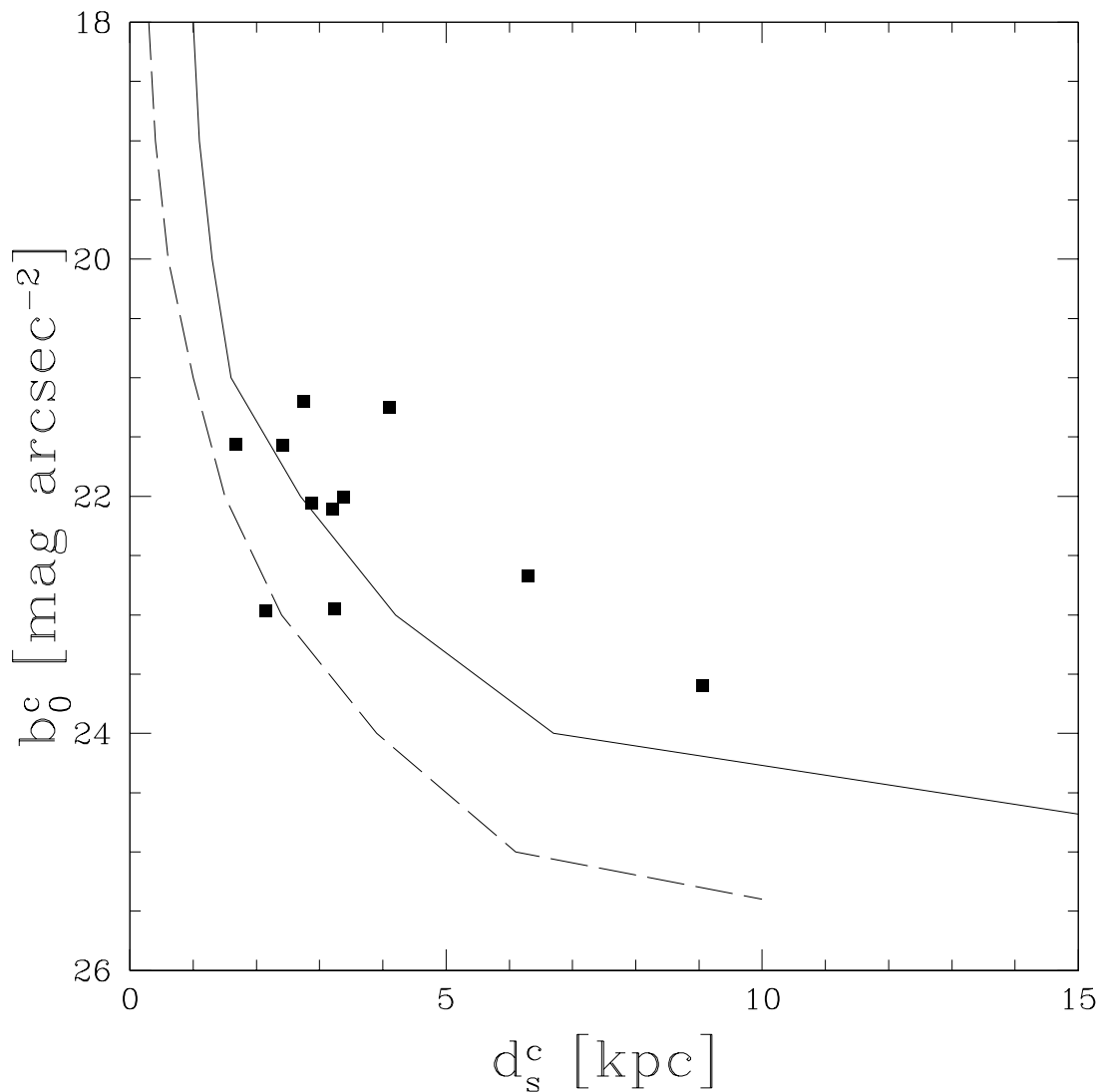


Figura 6.6: Magnitud superficial central del disco corregida por inclinación y opacidad b_0^c ([$mag arcsec^{-2}$]) en función de la longitud lineal de escala corregida por inclinación d_s^c ([kpc]) de la componente secundaria. La línea entrecortada indica la distribución de discos de galaxia ubicadas de frente con magnitud $M_B = -17.5 mag$ (Lu 1998). La curva sólida indica el límite de detectabilidad de galaxias ubicadas de frente, localizadas al máximo de distancia de la muestra.

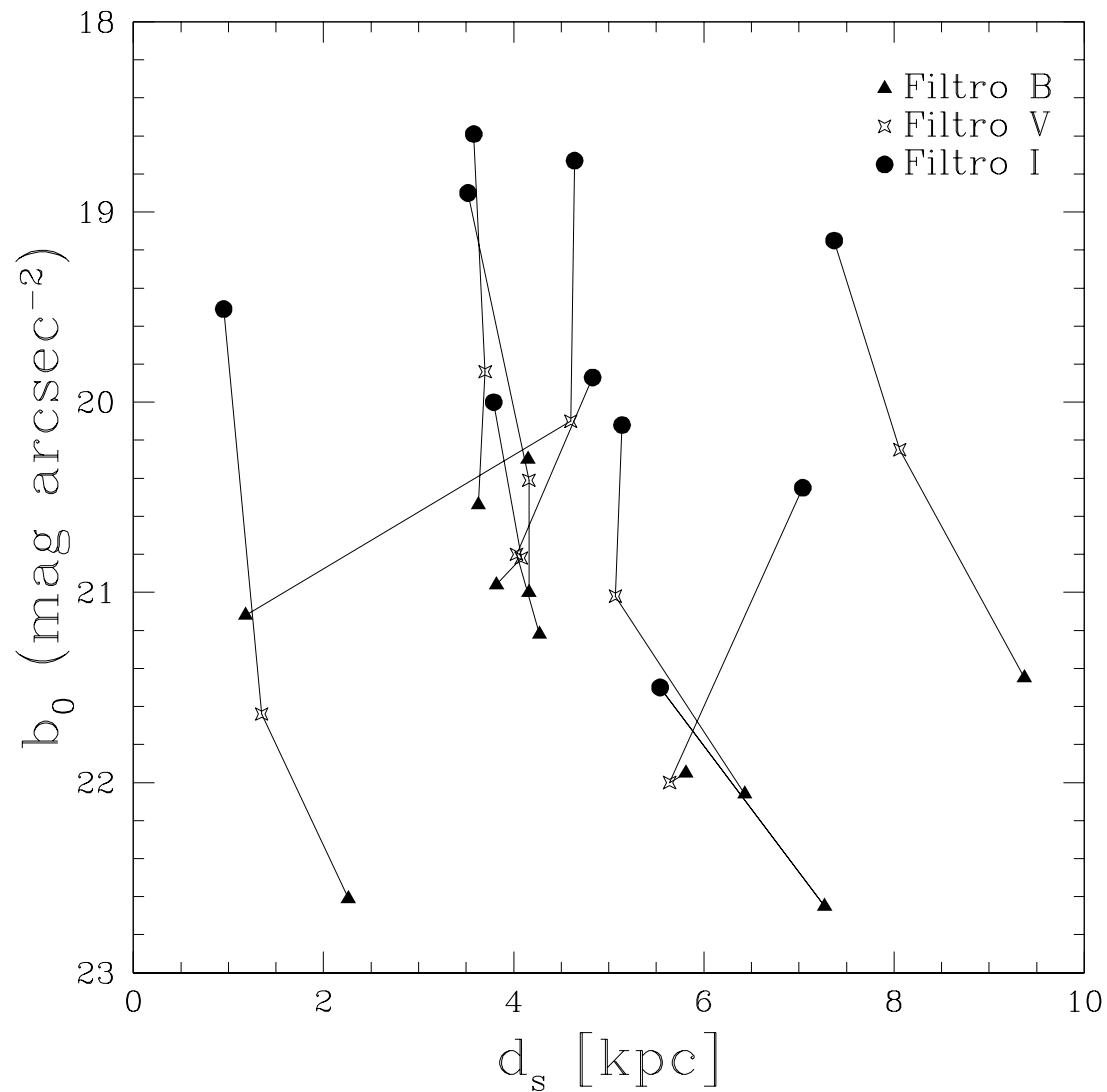


Figura 6.7: Magnitud superficial central del disco b_0 ($[mag arcsec^{-2}]$) en función de la longitud lineal de escala d_s ($[kpc]$) de la componente primaria. Las líneas unen los discos para cada galaxia en los filtros B, V e I.

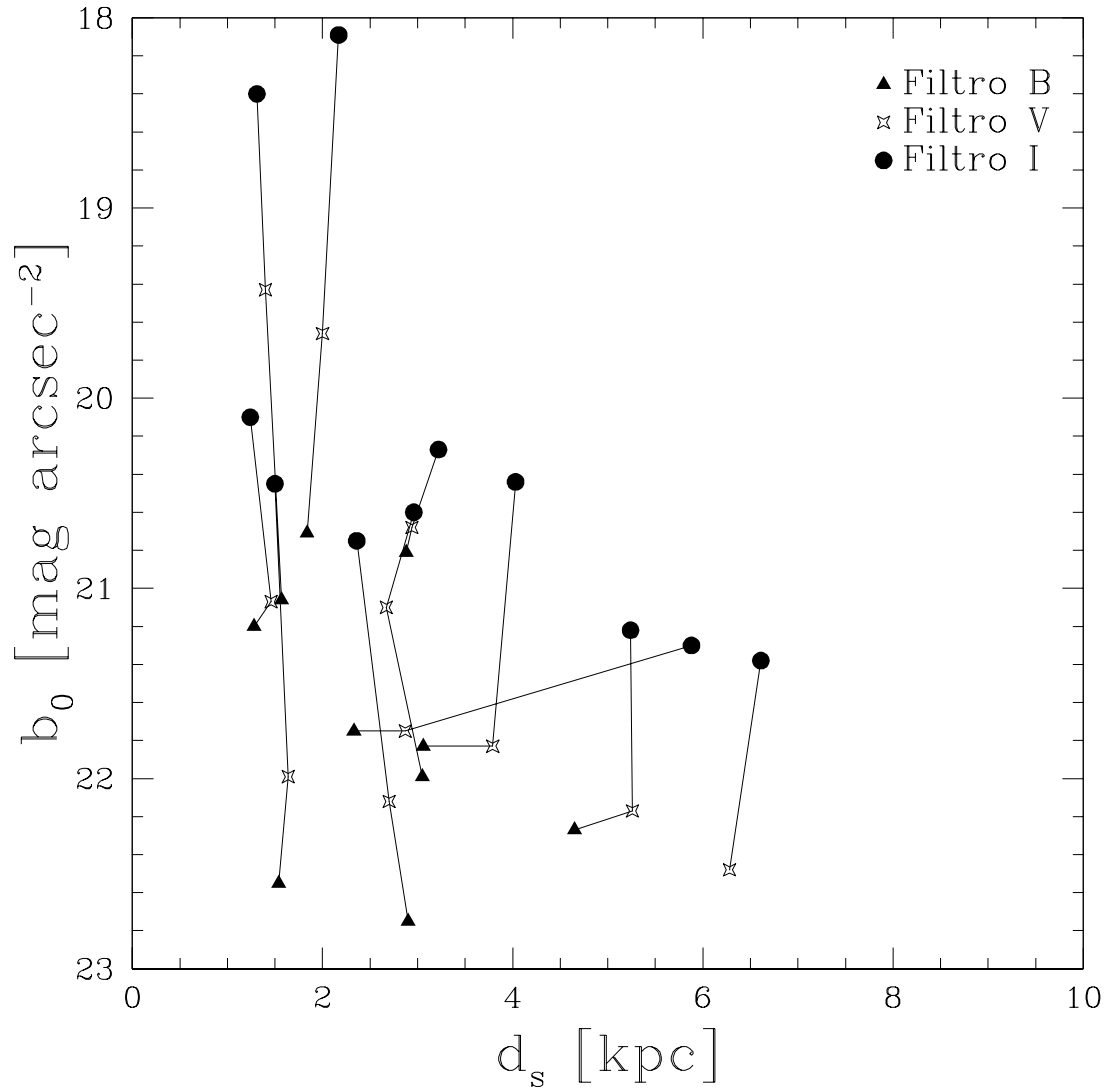


Figura 6.8: Magnitud superficial central del disco b_0 ([mag arcsec $^{-2}$]) en función de la longitud lineal de escala d_s ([kpc]) de la componente secundaria. Las líneas unen los discos para cada galaxia en los filtros B, V e I.

Capítulo 7

Propiedades de las Regiones de Formación Estelar

En este capítulo se analizarán y cuantificarán los efectos de la interacción de galaxias sobre las propiedades de las regiones de formación estelar en una muestra de once pares de galaxias en fusión menor.

7.1 Edad, Tamaño y Luminosidad de las Regiones de Formación Estelar

El ancho equivalente $EW(H\alpha + [NII])$, la luminosidad $\mathcal{L}(H\alpha + [NII])$ y los colores de las regiones de formación estelar (RHII), determinados en el Capítulo 4, permitieron estimar la edad de esas regiones utilizando los modelos sintéticos de RHII de Leitherer et al. (1999). Se estableció un buen acuerdo entre las edades obtenidas utilizando los tres parámetros mencionados anteriormente, $EW(H\alpha + [NII])$, $\mathcal{L}(H\alpha + [NII])$ y colores. La media de las edades de las regiones de formación estelar se presenta en Tabla 9.6. La mayoría de las regiones de formación estelar tiene una edad entre 3.6 y 13.7 millones de años, con un promedio de $\langle \tau \rangle = (6.3 \pm 0.7) Myr$.

Se estimaron los valores medios del logaritmo de la luminosidad ($\log(\mathcal{L}(H\alpha + [NII]))$ [$erg\ s^{-1}$]), del logaritmo del tamaño ($\log(Radio)$ [pc]) y de la edad ($[10^6$

años]) de las regiones de formación estelar de cada componente, encontrando los siguientes valores:

$$\langle Edad_{prin} \rangle = (6.44 \pm 1.5) Myr \quad (7.1)$$

$$\langle \log(Radio)_{prin} \rangle = 3.03 \pm 0.3 \quad (7.2)$$

$$\langle \log(\mathcal{L}(H\alpha + [NII]))_{prin} \rangle = 39.72 \pm 0.7 \quad (7.3)$$

$$\langle Edad_{sec} \rangle = (7.06 \pm 1.8) Myr \quad (7.4)$$

$$\langle \log(Radio)_{sec} \rangle = 3.14 \pm 0.3 \quad (7.5)$$

$$\langle \log(\mathcal{L}(H\alpha + [NII]))_{sec} \rangle = 39.87 \pm 1.1 \quad (7.6)$$

Estos valores indican que las propiedades de las RHII, como edad, tamaño y luminosidad, son semejantes en ambas componentes. Por lo tanto, la interacción afecta de manera similar a cada miembro del par. Este resultado también fue obtenido por Hancock et al. (2003) para los pares interactuantes NGC 3395 y NGC 3396.

Se buscó una posible correlación entre la edad y la luminosidad $H\alpha + [NII]$ de las regiones con la distancia relativa¹ al centro de cada galaxia. En la Figura 7.1 y 7.2 se muestra, para cada componente, la edad y la luminosidad de las regiones de formación estelar en función de la distancia relativa al centro de la galaxia normalizado al tamaño de la misma. Tomando la galaxia de tamaño unidad, la distancia relativa es la distancia al centro galáctico que se encuentra una determinada región. Los triángulos corresponden a las RHII de la componente principal y las estrellas a las regiones de la componente secundaria. No se encontró ninguna correlación entre estos parámetros. Se observa que las regiones se distribuyen de la misma forma para cada componente, por lo tanto no hay un comportamiento preferencial. Este resultado también está de acuerdo con el encontrado por Hancock et al. (2003) para galaxias interactuantes. Los autores no encontraron correlación entre las edades de las regiones de formación estelar y sus posiciones dentro de la galaxia. Además, tanto en la Figura 7.1 como en la Figura 7.2 muestran que dentro del 40-45% del radio

¹Distancia relativa: distancia de las RHII al centro de cada galaxia normalizado al tamaño de la galaxia a la cual pertenece

normalizado de la galaxia se encuentran más de la mitad de las RHII. Este resultado está de acuerdo con las simulaciones numéricas que muestran que las interacciones entre galaxias conducen el gas hacia las regiones centrales, favoreciendo la formación estelar.

La edad para las regiones de formación estelar en galaxias aisladas oscila entre 6×10^6 y 370×10^6 años. Arribas et al. (2004) encontraron que las regiones de formación estelar en galaxias VLIRGs son más jóvenes; la edad varía entre 5×10^6 y 10^7 años. Por otro lado, la magnitud B media integrada de las regiones observadas en galaxias aisladas tibias ULIGs es $\langle M_B \rangle = -16.4 \text{ mag}$, cuyo rango en magnitud se encuentra entre $-13.16 \text{ mag} < M_B < -20.4 \text{ mag}$. Además, para una muestra de 18 galaxias ULIGs, la magnitud absoluta M_B de las RHII está entre $-14.4 \text{ mag} < M_B < -18.5 \text{ mag}$ (Surace 2000). Por lo tanto, estos valores permiten afirmar que el rango en edad y luminosidad B de las RHII de galaxias ULIG, VLIRG y galaxias tibias ULIG son similares a los de las RHII de galaxias en fusión menor.

7.2 Distribución de Luminosidad de las Regiones de Formación Estelar

La distribución de luminosidad de las RHII brinda el número N de regiones en un intervalo de luminosidad $\mathcal{L} + d\mathcal{L}$. Esta distribución es comúnmente representada por una ley del potencia. Kenicutt & Hodge (1980) proponen que la ley de potencia es una ley universal, con un índice $\alpha = -2$. Sin embargo, no todas las distribuciones de luminosidad de regiones de formación estelar se comportan de esta manera. Por ejemplo, la distribución de luminosidad de RHII de una muestra de galaxias observadas por González Delgado & Pérez (1997) tiene un exponente menor.

Como se vio en la Sección 7.1, las propiedades ópticas de las RHII (luminosidad, tamaño y edad) son semejantes tanto para la componente principal como para la componente secundaria; esto permite construir la distribución de luminosidad de todas las RHII observadas en nuestra muestra. El número de RHII detectadas para cada galaxia no fue suficiente para determinar la distribución de luminosidad individual

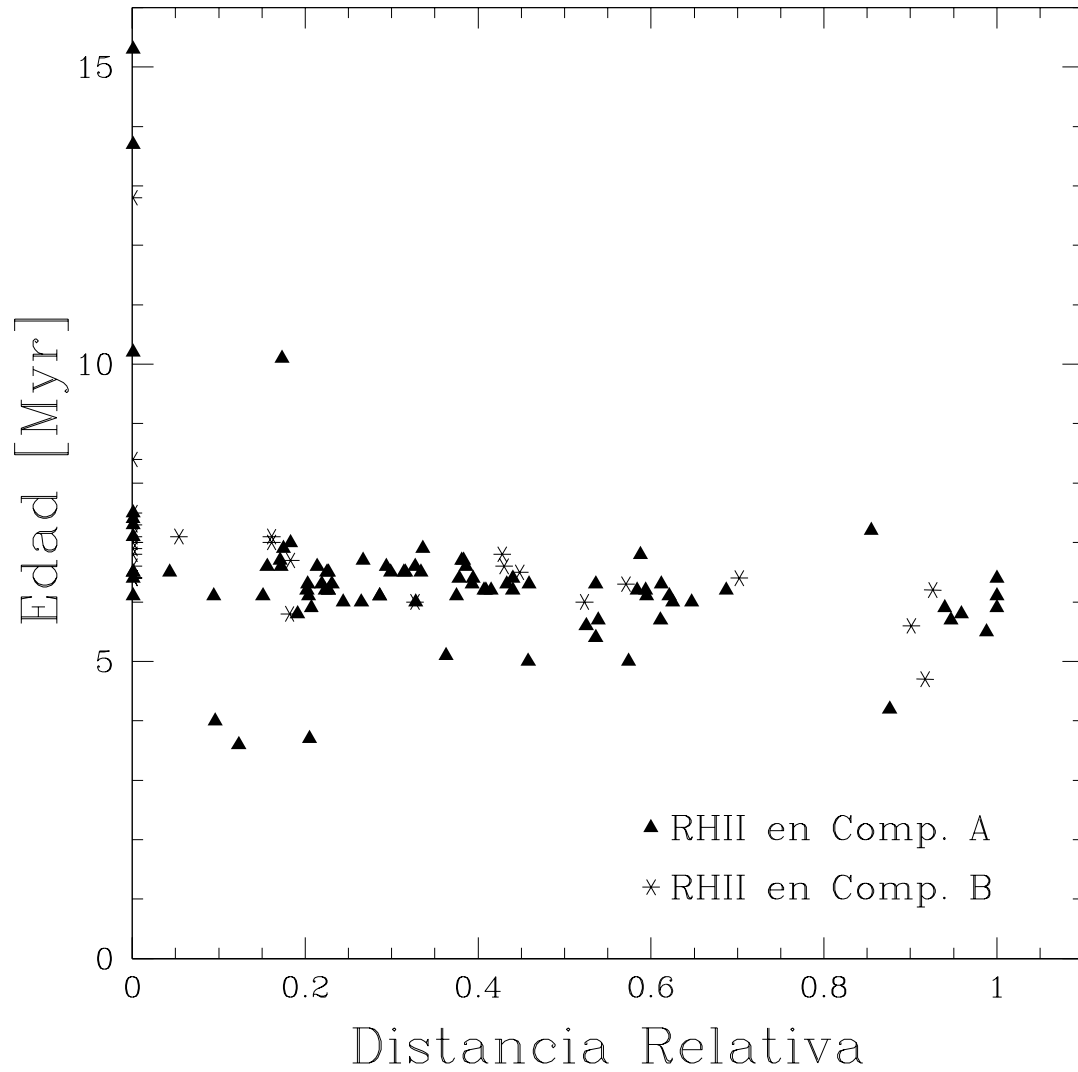


Figura 7.1: Gráfico de la edad, en 10^6 años, versus la distancia relativa el centro de la galaxia. Los puntos triangulares corresponden a regiones de formación estelar (RHH) en la componente primaria y los puntos estrellados, a RHH de la componente secundaria.

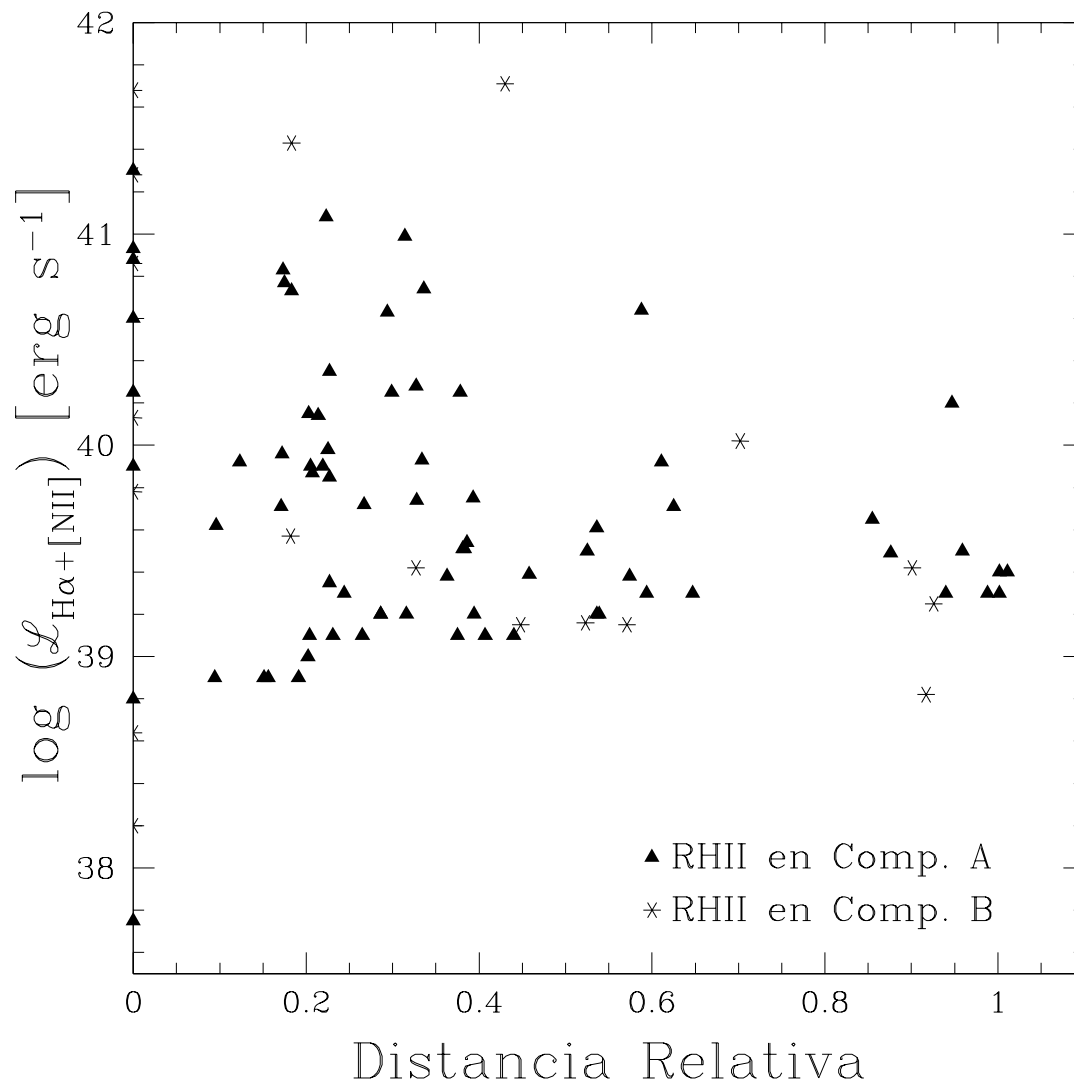


Figura 7.2: Gráfico del logaritmo de la luminosidad en $H\alpha + [NII]$, en unidades de erg s^{-1} , versus la distancia relativa al centro de la galaxia. Los puntos triangulares corresponden a regiones de formación estelar (RHH) en la componente primaria y los puntos estrellados, a RHH de la componente secundaria.

para cada galaxia de la muestra. La distribución de luminosidad para la muestra completa se construyó en “bins” o en intervalos de 0.2 en logaritmo de luminosidad y se ajustó una ley de potencia (línea continua) con un índice $\alpha = -1.33$ a las RHII con luminosidades mayores a $10^{39} \text{ erg s}^{-1}$ (ver Fig 7.3). La caída en el número de RHII para luminosidades menores a $10^{39} \text{ erg s}^{-1}$ se debe a que no es posible detectar con el instrumental empleado las regiones HII débiles en las galaxias más alejadas de la muestra. Dicha caída se debe a un límite de detección más que a una caída física en la población de las RHII. Esta es la razón por la cual se ajustó una ley de potencia en la zona de las regiones más brillantes, las cuales son detectadas en todo el rango de distancia de la muestra. Como comparación, se muestra en la figura la ley de potencia (línea discontinua) ajustada a la distribución de luminosidad de regiones de formación estelar en galaxias anilladas² Crocker et al (1996). La pendiente de ese ajuste da $\alpha = -1.95$.

Las luminosidades $H\alpha + [NII]$ de las RHII de nuestra muestra se encuentran dentro del intervalo $39 < \log(\mathcal{L}(H\alpha + [NII])) < 42$, con un valor medio de $\langle \log(\mathcal{L}(H\alpha + [NII])) \rangle = 40$. Estas regiones son más luminosas que las RHII observadas por Crocker et al. (1996). Estos resultados indicarían un exceso de regiones de formación estelar de alta luminosidad en las galaxias en fusión menor, con respecto a las regiones observadas en galaxias anilladas pero no se puede llegar a una conclusión definitiva por el problema de la resolución mínima con la cual se trabajó. El rango de velocidades radiales de la muestra (2500 y 15000 km s^{-1}) y la resolución angular típica (seeing) de $1''.5$ con que se observaron las galaxias, dan como resultado un rango de tamaños mínimos a resolver entre 250 y 1500 pc . Debido a este amplio rango en tamaños mínimos con que se observaron las RHII se realizó el siguiente test. Se dividió la muestra en dos grupos, uno formado por galaxias con baja velocidad radial (2500 a 5500 km s^{-1}) y el otro por galaxias con alta velocidad radial (9000 a 12500 km s^{-1}). Se construyó la función distribución para los dos grupos de la misma forma como fue explicado anteriormente y se ajustó la ley de potencia para las RHII con $\mathcal{L}(H\alpha + N[II]) > 10^{39} \text{ erg s}^{-1}$. El índice de la ley de potencia para las galaxias de baja

²Regiones HII de 32 galaxias anilladas aisladas del tipo de Hubble S0 a Sc

velocidad es $\alpha = -1.38$, mientras que para las de alta velocidad es $\alpha = -1.34$. A pesar que el número de RIII para cada submuestra es crítico (aproximadamente 50 regiones para cada una) los índices son semejantes, indicando esto que no hay una sobreabundancia significativa de agrupaciones de pequeñas regiones que, por falta de resolución, son detectadas como una gran RIII en las galaxias más alejadas de la muestra.

Por otro lado, el índice de la ley de potencia determinado en nuestra muestra está en buen acuerdo con el índice $\alpha = -1.39 \pm 0.08$ obtenido por Surace et al. (1998) para una muestra de galaxias “tibias” en infrarrojo. Surace et al. (1998) justifican que este índice sea más positivo que el encontrado en otros sistemas, por ejemplo en galaxias ULIGs, por una sobreabundancia de regiones brillantes en las galaxias tibias en el infrarrojo.

7.3 Luminosidad de las Regiones de Formación Estelar vs. Tamaño

Se estudió la correlación entre la luminosidad de las regiones de formación estelar y el tamaño de las mismas. En la Figura 7.4 se presenta un gráfico de la luminosidad $H\alpha + [NII]$ versus el tamaño, representado por el radio equivalente de las RIII. Se ajustó una función lineal en el plano log-log por el método de los cuadrados mínimos teniendo en cuenta las RIII de ambas componentes, encontrando el siguiente ajuste:

$$\log(\mathcal{L}(H\alpha + [NII])) = (2.12 \pm 0.06) \log(r_{eq}) + (33.7 \pm 0.1) \quad (7.7)$$

donde la luminosidad \mathcal{L} está expresada en unidades de $erg\ s^{-1}$ y el radio equivalente r_{eq} en parsec (ver Sección 4.2).

Se realizó el mismo análisis para cada galaxia donde el número mínimo de regiones no fuese menor a cuatro. Se encontró una correlación lineal entre la luminosidad y el tamaño. Sin embargo, las pendientes son diferentes para cada galaxia. Se encontró que los ajustes están en el rango $1.9 < \alpha < 2.8$, con un valor medio $\langle \alpha \rangle = 2.4 \pm 0.6$;

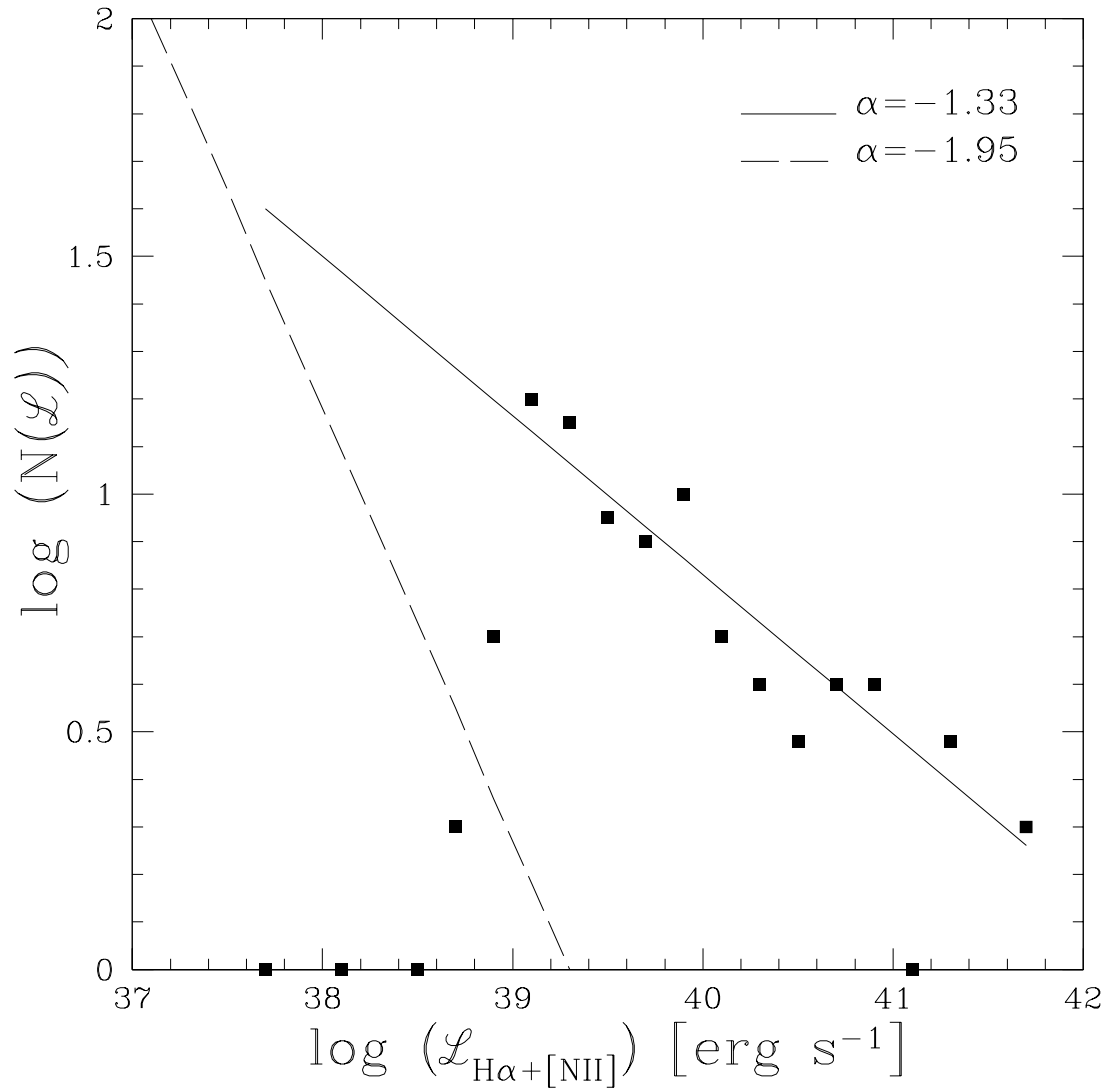


Figura 7.3: Función de luminosidad de las RIII de la muestra completa. La línea sólida corresponde al ajuste de una ley de potencia con índice $\alpha = -1.33$; la línea discontinua corresponde al ajuste con pendiente $\alpha = -1.9$ encontrado por Crocker et al. (1996) para RIII en galaxias anilladas.

este último resultado está de acuerdo con el obtenido por González-Delgado & Pérez (1997) para una muestra de RHHI³ de galaxias con núcleos activos.

Esto indicaría que las interacciones menores producen regiones de formación estelar con tamaños que tienen una relación directa con la luminosidad $H\alpha$. Esta relación sería similar para todas las componentes y no tendría una correlación con el grado de interacción, sino con el contenido y distribución del gas dentro de las galaxias (Lambas et al. 2003).

Para las RHHI que tienen densidad constante y son limitadas por ionización, la luminosidad $H\alpha$ va como función de la tercera potencia del radio de Strömgren (Kennicutt 1988); si la potencia en el radio es más pequeña que 3, como es el caso de las RHHI de la muestra, entonces se está frente a regiones limitadas por radiación. Es posible que en las regiones con pendientes menores a 3 los fotones del continuo de Lyman estén afectados por polvo. Por esta razón, las regiones de formación estelar más grandes tendrían más polvo que las regiones más pequeñas, (González-Delgado & Pérez 1997).

7.4 Naturaleza de las Regiones de Formación Estelar

Como fue descrito en las secciones anteriores, se identificaron en las galaxias interactuantes de la muestra un total de 117 regiones de formación estelar. En esta sección se analiza la posible naturaleza de estas regiones utilizando tres parámetros determinados para cada región :

- La magnitud absoluta M_B
- La luminosidad en $H\alpha$
- La tasa de formación estelar $SFR_{H\alpha}$.

³Alrededor de 2000 RHHI distribuidas en 27 galaxias espirales con núcleos activos (Seyfert 1, Seyfert 2 y LINER)

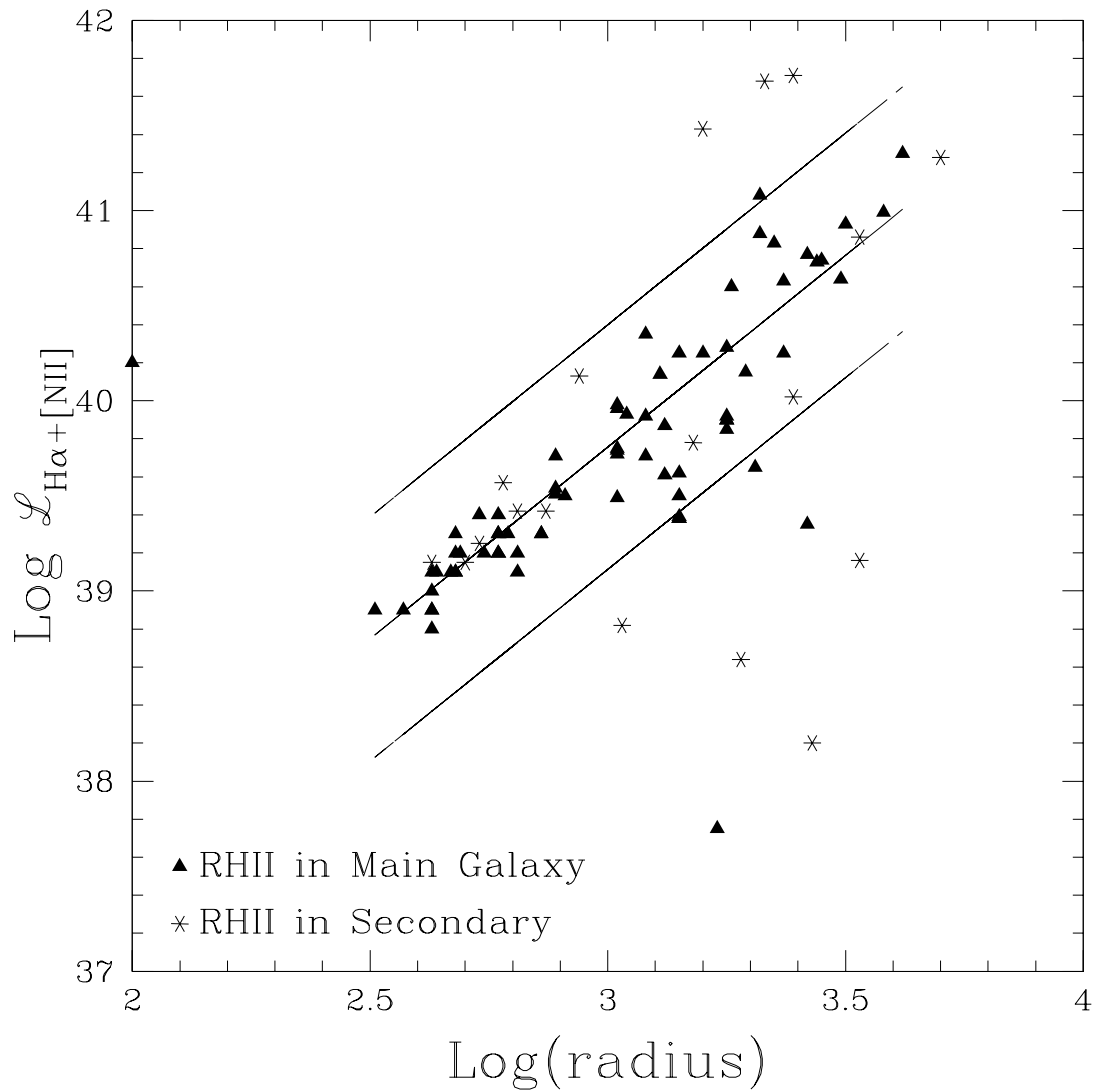


Figura 7.4: Luminosidad $H\alpha+[NII]$ como función del radio equivalente. Las regiones de formación estelar para la componente primaria y secundaria están representadas por puntos triangulares y estrellas, respectivamente. La línea sólida es el ajuste lineal por cuadrados mínimos y las líneas discontinuas, la desviación estándar del ajuste (1σ).

Las regiones de formación estelar de la muestra tienen un rango de magnitudes absolutas que va de $-11 \text{ mag} < M_B < -20 \text{ mag}$. La magnitud M_B determinada en la Sección 4.2 es la magnitud integrada de toda la región HII (región de área \mathcal{A}), la cual contiene también la luminosidad de la región de disco subyacente. Utilizando el ajuste de esta componente (ver Sección 4.3) se estimó su contribución en la región donde está ubicada la RHII. Se sustrajo la contribución de esta componente, encontrando que estas correcciones son menores al 1% para la mayoría de las regiones, la cual es despreciable dentro de los errores ($\sim 10\%$).

Utilizando la luminosidad B de las RHII, se clasificaron estas regiones en tres categorías:

- *Super Cúmulos de Estrellas (SCE)*:
Son objetos más débiles que $M_B > -12 \text{ mag}$, con luminosidad similar a la observada en RHII en galaxias normales del tipo Sa/Sb (Bresolin & Kennicutt 1997).
- *Complejos HII Gigantes (CHIIG)*:
Objetos con luminosidades entre $-15 \text{ mag} < M_B < -12 \text{ mag}$ que corresponde a las RHII más brillantes observadas en galaxias normales de tipo Sc (Bresolin & Kennicutt 1997).
- *Candidatas a Galaxias Enanas Tidales (TDGs)*:
Regiones con luminosidad mayor a $M_B < -15 \text{ mag}$.

La Figura 7.5 muestra la distribución de luminosidad de las regiones de formación estelar. El 61.5% de las RHII tienen $M_B \leq -15 \text{ mag}$. Las candidatas a TDGs de nuestra muestra son regiones de formación estelar muy brillantes. Por ejemplo, en nuestra muestra hay 5 regiones con magnitud $M_B \leq -19 \text{ mag}$, esto es, entre 6 a 12 veces más brillante que la candidata a galaxia enana más brillante de la muestra de Weilbacher et al. (2000) cuya magnitud límite es $M_B = -17.1 \text{ mag}$. Además, Mirabel et al. (1992) y Duc & Mirabel (1994) confirmaron la presencia de galaxias enanas tidales en el extremo de las colas de marea del sistema Arp 105 cuya magnitud

absoluta es $M_B > -19 \text{ mag}$; este valor en luminosidad es del orden de las candidatas más brillantes de nuestra muestra.

Cabe señalar que las galaxias enanas tidales son más luminosas si se las compara con regiones de formación estelar en galaxias normales. Por ejemplo, Weillbacher et al. (2000) encuentran que sus candidatas a TDGs son, en promedio, 4 *mag* más brillantes que las RHII reportadas por Bresolin & Kennicutt (1997). A modo comparativo se puede decir que no se observan regiones de formación estelar con luminosidades mayores a $\mathcal{L}(H\alpha) = 10^{39} \text{ erg s}^{-1}$ ($M_V \sim -12.5 \text{ mag}$) para galaxias normales del tipo Sa/Sb. Mientras que en galaxias de tipo Sc no se observan RHII más brillantes que $\mathcal{L}(H\alpha) = 10^{40} \text{ erg s}^{-1}$ ($M_V \sim -14 \text{ mag}$) (Bresolin & Kennicutt 1997). En la Figura 7.6 se presenta la distribución de luminosidad $H\alpha$ de las regiones de formación estelar de la muestra (trazo discontinuo) y de RHII de la muestra de Tempurin⁴ (2003) (trazo continuo). Las flechas horizontales indican el límite en luminosidad $H\alpha$ de RHII en galaxias normales según su tipo morfológico. Se observa que un total de 26 RHII de la muestra poseen luminosidad $H\alpha$ mayor a $10^{40} \text{ erg s}^{-1}$.

En la tabla 9.8 se presentan las regiones de formación estelar de la muestra ordenadas por magnitud absoluta. En ella se detalla, en las columnas 1 y 2, la identificación de las regiones y la galaxia Arp a la cual pertenecen; la columna 3 especifica la magnitud absoluta en el azul M_B ; las columnas 4 y 5, los colores integrados ($B - V$) y ($V - I$), respectivamente. En la columna 6 se presenta la luminosidad $\mathcal{L}(H\alpha)$ a la cual le fue descontado la contribución de la emisión del [NII] $\lambda\lambda 6548, 6584$, dicha contribución fue estimada en un 20% para todas las regiones. Esta contribución fue deducida de los espectros observados de RHII galácticos (Girardi et al. 1997). En la columna 7, se presenta el número de fotones ionizantes $N_f(H\alpha)$ estimado por la ecuación con Osterbrock (1989); en la columna 8 se especifica la edad de las regiones expresada en millones de años (Ver Sección 7.1) y, por último, en la columna 9, se presenta la tasa de formación estelar SFR , la que fue estimada de acuerdo a la ecuación 7.8 (Kennicutt 1998):

⁴Estudio detallado del grupo ultracompacto CG J1720-67.8 la cual contiene candidatas a TDGs

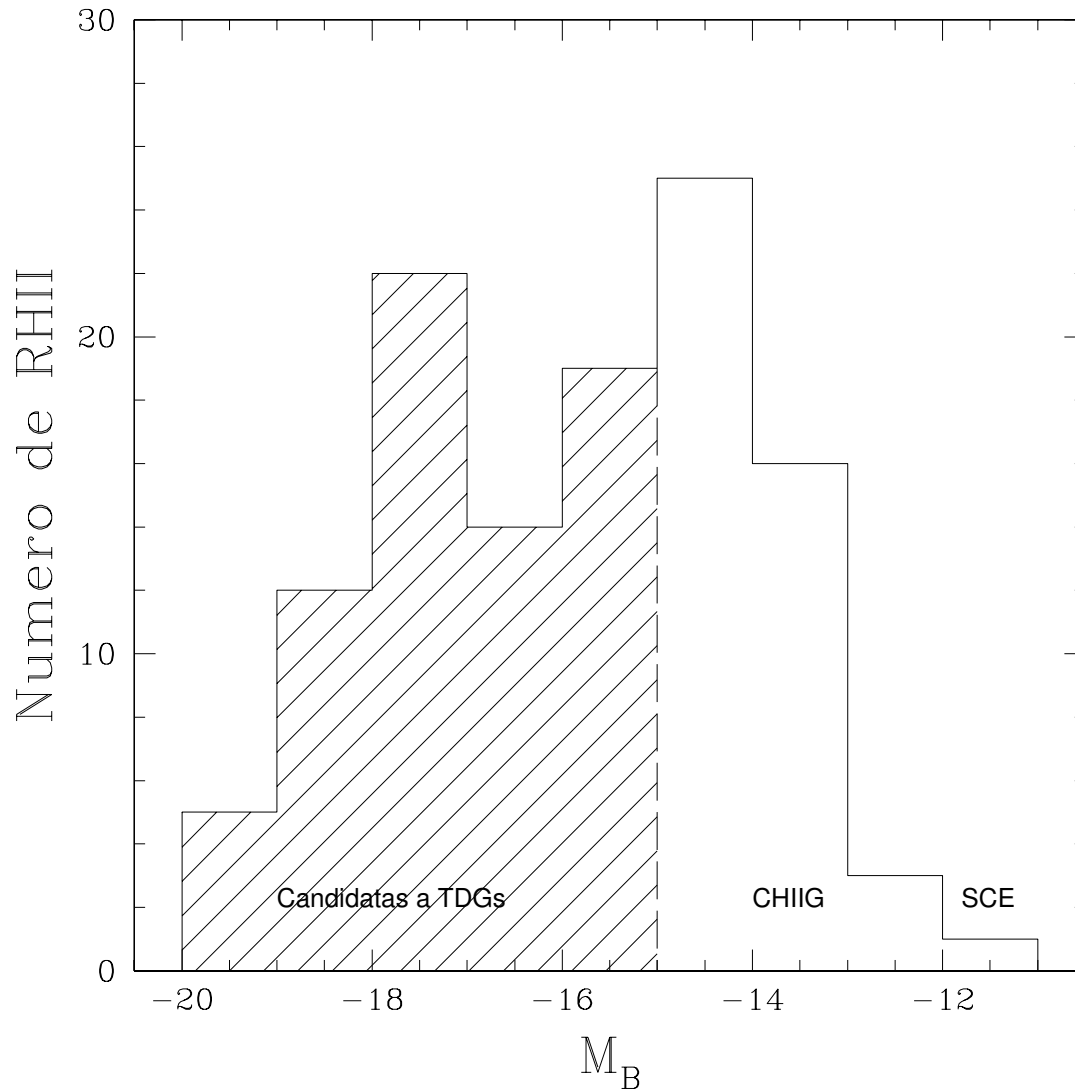


Figura 7.5: Distribución de luminosidad de las regiones de formación estelar de la muestra. TDGs - Galaxias Enanas Tidales; CHIIG - Complejos HII Gigantes; SCE - Super Cúmulos Estelares

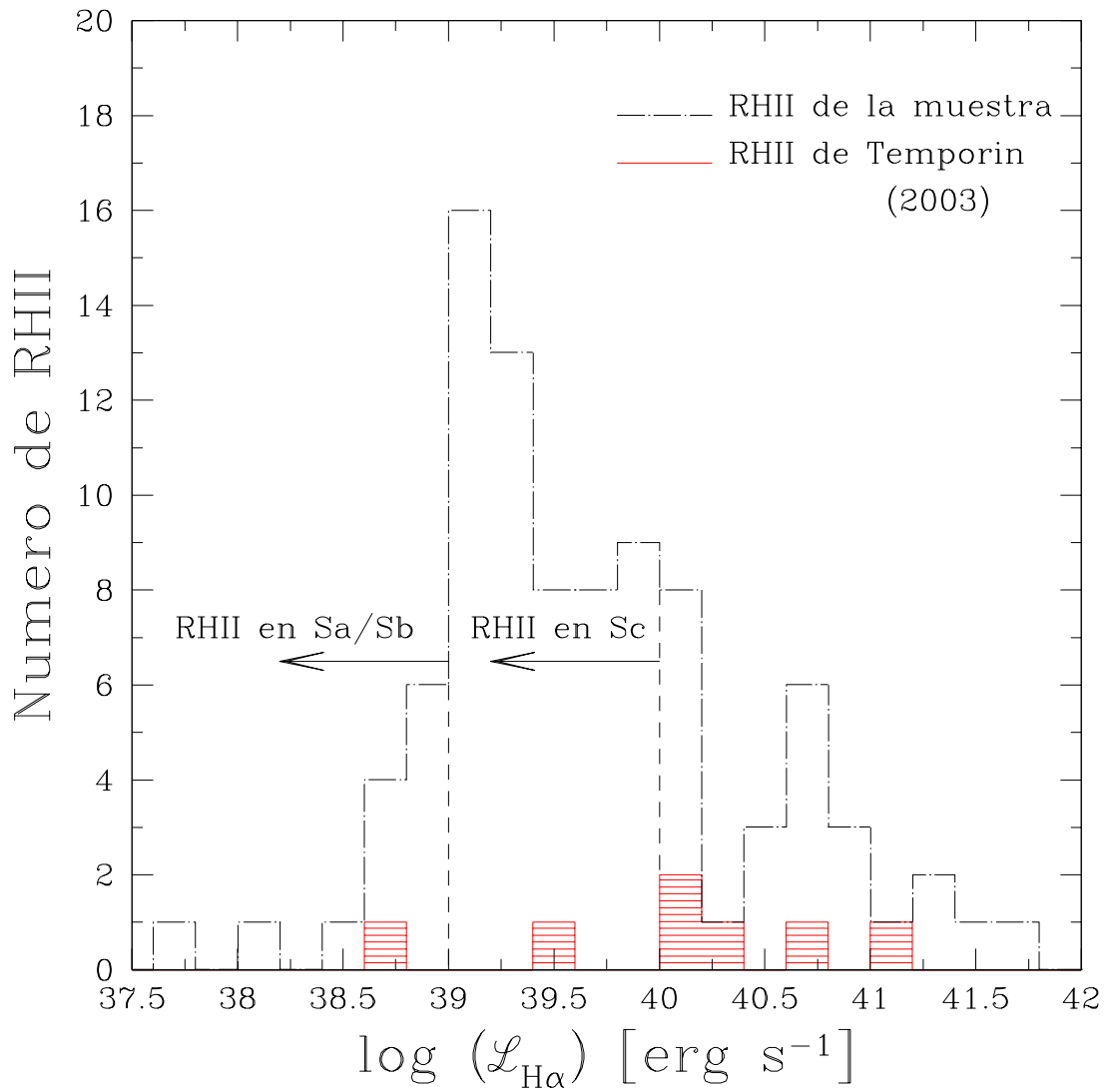


Figura 7.6: Distribución de luminosidad $H\alpha$ de las regiones de formación estelar de la muestra (trazo discontinuo) y de la muestra de Temporin (2003) (trazo continuo y sombreado). Las flechas horizontales indican el límite en luminosidad $H\alpha$ de RHII en galaxias normales según su tipo morfológico.

$$SFR_{H\alpha} = 7.9 \cdot 10^{-42} \mathcal{L}(H\alpha) M_{\odot} \text{ yr}^{-1} \quad (7.8)$$

Esta ecuación fue obtenida utilizando las calibraciones de Kennicutt et al (1994) y Madau et al (1998), asumiendo estrellas con abundancias solares y una Función Inicial de Masa (IMF) de Salpeter con un rango de masa entre $0.1 M_{\odot} < M_{\star} < 100 M_{\odot}$. Comparando esta ecuación con otras anteriores presentadas por Kennicutt, ésta produce, por ejemplo, una SFR cuyo valor es un 7% más bajo que la calibración utilizada por Kennicutt (1983), con la diferencia que la Ecuación 7.8 contiene una combinación de modelos estelares más recientes y un Función de Masa Inicial levemente diferente (Kennicutt et al 1994).

La Figura 7.7 muestra la distribución de la tasa de formación estelar para las RHII de la muestra (trazo discontinuo y sombreado) y para las RHII de la muestra de Temporin (2003) (trazo continuo). Dicha tasa fue estimada de la Ecuación 7.8. Se observa que la mayoría de las regiones de formación estelar poseen $SFR < 0.05 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$. Del total de RHII, 22 poseen $SFR > 0.1 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$. Se observa también que 5 RHII poseen una $SFR > 1 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$, superior al estimado en la muestra de Temporin (2003). La Figura 7.8 muestra la distribución de la SFR “global” de las galaxias de la muestra; esta tasa fue obtenida integrando la SFR de las RHII en cada galaxia. Esta SFR es un límite inferior de la formación estelar ya que sólo se tuvo en cuenta el flujo $H\alpha$ emitido por las RHII, quedando una gran cantidad de emisión difusa $H\alpha$ proveniente del resto de la galaxia.

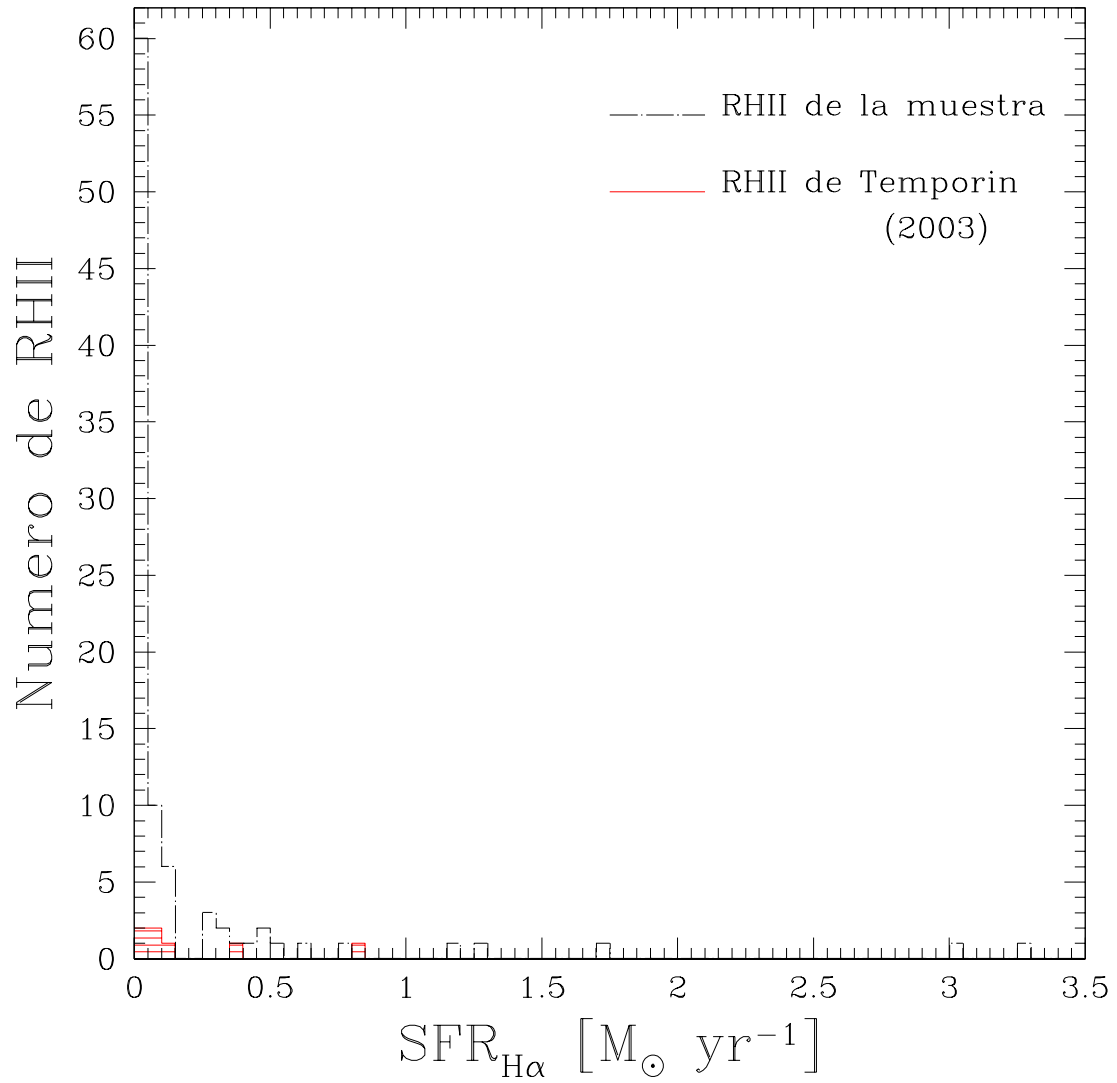


Figura 7.7: Distribución de la formación estelar estimada de la luminosidad $H\alpha$ para las RHII de la muestra (trazo discontinuo) y para las RHII de la muestra de Temporin (2003) (continuo y sombreado).

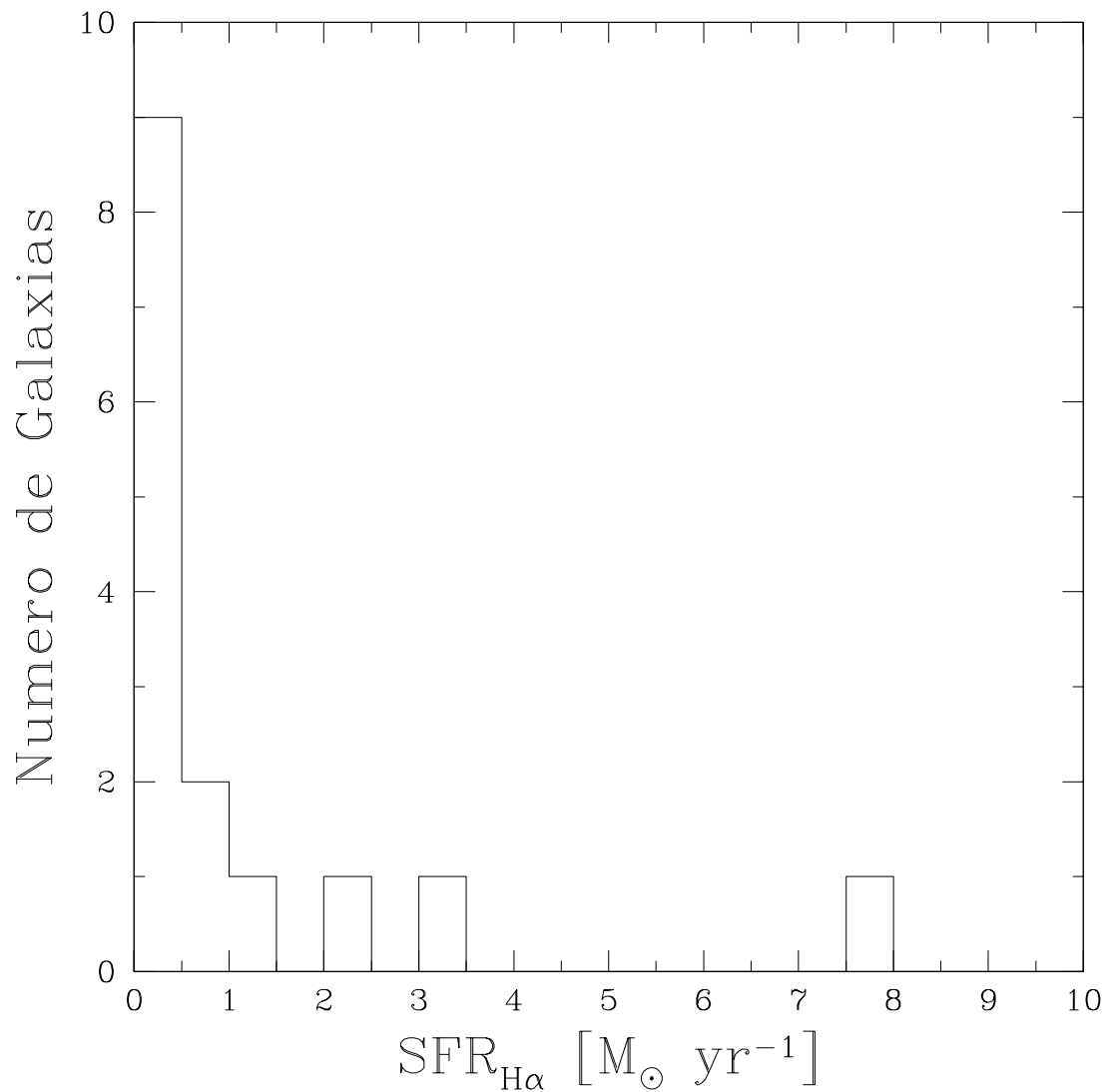


Figura 7.8: Distribución de la formación estelar “global” estimada de la luminosidad $H\alpha$ de las galaxias de la muestra.

Capítulo 8

Conclusiones

En la presente tesis doctoral se presentan los resultados de la fotometría superficial óptica CCD en las bandas anchas B, V e I de una muestra de once pares de galaxias en fusión menor del hemisferio sur y las propiedades fotométricas de las regiones de formación estelar que en ellas fueron observadas.

1. Se demostró que la muestra está compuesta por pares físicos de galaxias en interacción del tipo fusión menor. Entre ambas componentes, primaria y secundaria, se puede observar una gran variedad de tipos morfológicos: una E, seis S0, cinco S0/a-Sa, una Sb, dos Sc, una Sd y seis Irr. La mayoría de ellas presentan fuertes signos de interacciones por fuerzas de marea.

El grupo de las componentes A está formado por los siguientes tipos morfológicos: dos S0, cuatro S0/a-Sa, una Sc, una Sd y dos Irr. Para la componente B tenemos: una E, cuatro S0, una Sa, una Sb, una Sc y cuatro Irr.

2. La magnitud absoluta en el azul M_B de la componente primaria está en el rango $-22 \text{ mag} < M_B < -18 \text{ mag}$, con un pico en la distribución en $M_B = -22 \text{ mag}$. Por otro lado, la magnitud absoluta azul de la componente secundaria está en el rango $-22 \text{ mag} < M_B < -16 \text{ mag}$, cuyo máximo se encuentra en $M_B = -19 \text{ mag}$. La mayoría de los pares tienen $\Delta M_B \sim 2 \text{ mag}$, lo que significa que la luminosidad de la galaxia primaria tiene, en promedio, un brillo 6 veces mayor que el de su compañera. La muestra posee dos casos que no siguen

este comportamiento: el par AM2306-721, cuya galaxia primaria es 1.5 veces más luminosa que la secundaria, y el par AM1401-324, donde la componente primaria es 15 veces más brillante que la secundaria B.

Se encontró que el rango en M_B de la componente primaria de nuestra muestra es semejante al rango de magnitudes de una muestra de VLIRGs con bajo corrimiento al rojo y de una muestra de ULIRGs. La mayor diferencia entre este tipo de galaxias con los pares de nuestra muestra es que la diferencia de magnitudes entre los componentes es más grande en nuestra muestra ($\Delta M_B \approx 2 \text{ mag}$) que la observada en estos tipos de galaxias infrarrojas ($\Delta M_B \approx 0.5 \text{ mag}$).

3. Se encontró una correlación lineal entre el cociente de luminosidades de los miembros del par ($M_{B(\text{prim})} - M_{B(\text{sec})} = \Delta M_B$) con el cociente del diámetro mayor de cada componente del sistema ($D_{\text{prim}}/d_{\text{sec}}$). Fue posible estimar el cociente de masas ($\mathcal{M}_{\text{sec}}/\mathcal{M}_{\text{prim}}$) entre los miembros del par conociendo el rango de diferencias de magnitudes (ΔM_B) de las componentes y asumiendo una misma relación masa luminosidad para galaxias espirales aisladas. Se obtuvo un cociente de masas que se ubica en el intervalo $0.04 < \mathcal{M}_{\text{sec}}/\mathcal{M}_{\text{prim}} < 0.3$; este resultado permite afirmar que las galaxias interactuantes de la muestra son del **tipo de galaxias en fusión menor**.

4. Se encontró una gran variedad de colores integrados en las galaxias de la muestra, con un rango entre $0.15 \leq (B - V) \leq 1.52$ y $0.40 \leq (V - I) \leq 1.75$. En general, se observa que las componentes primarias y secundarias poseen colores similares; en promedio se observó, para la componente primaria, $\langle (B - V) \rangle = 0.69 \pm 0.3$ y para la secundaria, $\langle (B - V) \rangle = 0.71 \pm 0.4$. También se observa que ambas componentes presentan una dispersión similar en los colores. La mayor parte de las galaxias tiene colores más azules si se las compara con galaxias aisladas de igual tipo morfológico, por lo tanto la interacción produciría un cambio en el color de las galaxias interactuantes tornándolas más azules.

Se encontró para las galaxias de la muestra que el color integrado ($B - I$) está en el rango $0.62 < (B - I) < 3.3$, con un valor medio, para la componente primaria, de $\langle (B - I) \rangle = 1.92$ y de $\langle (B - I) \rangle = 1.91$, para la secundaria. Estos

valores están en buen acuerdo con los encontrados para una muestra de galaxias muy luminosas en el infrarrojo y para galaxias ultra luminosas en el infrarrojo ($1.2 < (B - I) < 2.8$).

5. Se efectuó la descomposición del perfil de luminosidad en sus componentes bulbo y disco. En la mayoría de los casos, fue posible ajustar la componente disco en cada uno de los miembros del par, no así la componente bulbo, ya que todas las galaxias muestran un exceso de luz debido a la contribución de las regiones de formación estelar, de los brazos espirales, de las barras y de los anillos. Esto es mucho más marcado para la componente secundaria; sólo en tres galaxias fue posible obtener el ajuste de esta componente.

Se compararon las propiedades de los discos de nuestra muestra de galaxias en fusión, obtenidas mediante la descomposición del perfil de luminosidad, con los discos de galaxias normales aisladas. Se estudió la correlación entre la magnitud superficial central corregida del disco versus la longitud de escala lineal para los discos de nuestra muestra, encontrando que, en general, los discos de las galaxias en fusión menor y los de galaxias aisladas se comportan de forma similar. Se observó que los discos de la componente primaria de nuestra muestra son más luminosos que los discos en galaxias normales. Por otro lado, los discos de la componente secundaria son más pequeños y más débiles que los de la componente primaria.

Se analizó el comportamiento de la longitud de escala del disco obtenido en cada color y para cada una de las componentes del par. Para la mayoría de las galaxias, la longitud de escala no cambia con el color. Esto indica que las diferentes poblaciones estelares que componen el disco fueron afectadas en forma similar por la interacción.

6. En total se detectaron 117 regiones de HII o regiones de formación estelar y se determinaron los parámetros fotométricos de las mismas. También se estimó la edad, encontrando que dichas regiones se encuentran dentro del rango $3.6 \times 10^6 < \tau_{RHII} < 13.7 \times 10^6$ años, con una edad promedio $\langle \tau \rangle = (6.3 \pm 0.7) \times 10^6$ años. Por otro lado, se determinó que el rango de luminosidades de las regiones HII

se encuentra entre $38.6 \leq \log(\mathcal{L}(H\alpha + [NII])) \leq 41.7$, con un valor medio de $\langle \log(\mathcal{L}(H\alpha + [NII])) \rangle = 40$.

Se comparó la edad, el radio equivalente y la luminosidad $H\alpha + [NII]$ de las regiones de formación estelar de las componentes primaria y secundaria. Se puede observar que ambas componentes tienen valores promedio similares. Esto indica que las propiedades antes mencionadas (edad, tamaño y luminosidad) en las regiones HII son afectadas de manera similar por la interacción.

No se encontró ninguna correlación entre la edad y la luminosidad $H\alpha + [NII]$ de las regiones HII con la distancia relativa al centro de la galaxia. Se observa que las regiones se distribuyen de la misma forma para cada componente, por lo tanto, no hay un comportamiento preferencial. Además, se determinó que dentro del 40% del radio normalizado de la galaxia se encuentra más de la mitad de las regiones HII.

La luminosidad y el rango de edad de las regiones de formación estelar de nuestra muestra son similares a los de las RHII de ULIRGs y VLIRGs, así como también entre galaxias “tibias” ULIRGs.

7. La distribución de la luminosidad de las regiones HII de la muestra entera ajusta una ley de potencia de índice $\alpha = -1.33$. Comparando con la pendiente de la distribución de luminosidad de regiones HII de galaxias anilladas ($\alpha = -1.95$), podría indicar que las galaxias en fusión menor tienen un exceso de regiones HII de alta luminosidad con respecto a las regiones observadas en galaxias anilladas.
8. Se estudió la correlación lineal entre la luminosidad $\mathcal{L}(H\alpha + [NII])$ y el tamaño de las regiones HII de toda la muestra. Se encontró que la pendiente de la recta ajustada es de 2.12 ± 0.06 . Se encontró además que las pendientes para las galaxias individuales de la muestra tienen una correlación tamaño-luminosidad que está dentro del rango $1.91 \leq \alpha \leq 2.79$, con un valor promedio de $\langle \alpha \rangle = 2.4 \pm 0.6$. Esto indicaría que las interacciones menores producen regiones de formación estelar con tamaños que tienen una relación directa con la luminosidad $H\alpha$. Esta relación sería similar para todas las componentes y no tendría una correlación con el grado de interacción sino con el contenido y distribución del gas dentro

de las galaxias.

9. Se confeccionó una lista con las principales propiedades de las RHII y se las clasificó de acuerdo a su luminosidad B en:

- *Super Cúmulos de Estrellas*, regiones de formación estelar con $M_B > -12 \text{ mag}$.
- *Complejos HII Gigantes*, objetos con luminosidades entre $-15 \text{ mag} < M_B < -12 \text{ mag}$.
- *Candidatas a Galaxias Enanas Tidales*, RHII con luminosidades mayores a $M_B < -15 \text{ mag}$.

Se estudiaron sus propiedades fotométricas y se compararon estas propiedades con las de RHII de galaxias normales y galaxias enanas tidales. Se encontraron candidatas a galaxias enanas tidales pero su confirmación requiere un análisis más profundo y detallado. Sería preciso disponer de observaciones de las candidatas en grandes telescopios, tanto en fotometría como en espectroscopía de fibras, para poder resolver cómo están compuestas estas regiones, su composición química y construir los mapas de velocidades. Esto no se encuentra dentro de los objetivos de esta tesis, quedando este punto como un trabajo futuro.

10. Resumiendo los resultados de esta tesis, se concluye que **las interacciones menores afectan las propiedades globales de la galaxias, tanto en la luminosidad y el color, como en la formación estelar y las propiedades de las RHII**. En particular, se destaca que este tipo de interacciones puede fomentar la formación de objetos jóvenes con luminosidades comparables a las de galaxias enanas.
11. Como último punto se menciona que los planes futuros son continuar y profundizar el estudio del efecto de las interacciones sobre las galaxias en fusión menor. Se planea extender el análisis efectuado en esta tesis al resto de la muestra de DP97. Profundizar el análisis de los perfiles de luminosidad agregando otras

componentes a las ya determinadas bulbo y disco como por ejemplo barras, brazos, lentes, anillos etc. Como ya se mencionó, disponer de observaciones en grandes telescopios de las candidatas a enanas tidales con el fin de resolver la naturaleza de las mismas. Otro punto interesante, que se desprende de esta tesis, es estudiar cómo es la evolución temporal de los perfiles de luminosidad con la evolución de la interacción.

Capítulo 9

Tablas

Tabla 9.1: Principal información sobre los pares de la muestra. Datos extraídos de la base NED

Galaxia Arp	A. R. (J2000)	Decl. (J2000)	m_B		$cz^{(1)}$		Tipo Morf.	A_B	G
			Prin.	Sec.	Prin	Sec.			
1256-433	12:58:58	-43:50:11	16.02	17.04	9014	9183 ⁽²⁾	Interacting	0.390	4
1401-324	14:04:15	-33:01:28	14.80	—	10321	10426 ⁽²⁾	Sb	0.355	3
1448-262	14:51:14	-26:37:49	14.14	15.61	2576	2738	(R?)SB(rs)0/a	0.676	2
2030-303	20:33:60	-30:22:24	15.18	17.05	12465 ⁽²⁾	12474	G Trpl	0.299	3
2058-381	21:01:39	-38:05:00	15.16	17.34	12383 ⁽²⁾	12460 ⁽²⁾	S?	0.219	3
2105-332	21:08:04	-33:13:19	13.98	15.50	5449	5810	SBO? pec	0.396	2
2229-735	22:33:43	-73:40:51	—	—	17535	17342	SO?	0.159	4
2238-575	22:41:37	-57:36:22	13.96	16.79	10838	10659	SAB(rs)bc	0.087	1
2306-721	23:09:43	-72:00:05	14.76	15.90	8916	9069	G	0.130	4
2322-821	23:26:29	-81:54:42	13.23	—	3680	3424 ⁽²⁾	SA(r)bc	0.782	4
2330-451	23:33:14	-45:01:38	12.34	14.65	3137	3551	SB(s)0/a? sp	0.063	2

(1) km_s^{-1}

(2) DP97

Tabla 9.2: Filtros de banda angosta utilizados para observar el continuo y la línea de emisión $H\alpha$.

Galaxia Arp	Filtro	Centro	FWHM	Trans	Filtro	Centro	FWHM	Trans
	Cont.	[Å]	[Å]	[%]	Línea	[Å]	[Å]	[%]
1256-433	6606/75	6608	70	84.30	6781/78	6785	77	78.98
1401-324	6649/76	6650	77	87.49	6781/78	6785	77	78.98
1448-262	6477/75	6448	77	83.20	6606/75	6608	70	84.30
2030-303	6693/76	6693	92	87.93	6826/78	6832	81	82.32
2058-381	6693/76	6693	92	87.93	6826/78	6832	81	82.32
2105-332	6520/76	6530	71	81.09	6693/76	6693	92	87.93
2229-735	6781/78	6785	77	78.98	6961/79	6967	90	84.46
2238-575	6649/76	6650	77	87.49	6781/78	6785	77	78.98
2306-721	6606/75	6608	70	84.30	6781/78	6785	77	78.98
2322-821	6477/75	6448	77	83.20	6649/76	6650	77	87.49
2330-451	6477/75	6448	77	83.20	6649/76	6650	77	87.49

Tabla 9.3: Datos fotométricos: Observaciones

Galaxia	Fecha	B	V	I	H α	FWHM ["]
		Exposición [s]				
AM1256-433	14/7	1x1200	1x800	1x800	1x1800	1.2
AM1401-324	30/7	1x1000	1x700	1x700	1x1200	1.2
AM1448-262	13/7	1x900	1x500	1x500	1x1200	1.3
AM2030-303	13/7	1x900	1x500	1x500	1x1200	1.1
AM2058-381	14/7	1x1200	1x800	1x800	1x1800	1.4
AM2105-332	30/7	1x1200	1x900	1x900	1x1500	1.2
AM2229-735	13/7	1x900	1x500	1x500	1x1200	1.3
AM2238-575	31/7	1x1000	1x900	1x900	1x1500	1.3
AM2306-721	14/7	1x1200	1x900	1x900	1x1800	1.1
AM2322-821	30/7	1x1200	1x900	1x900	1x1500	1.2
AM2330-451	30-31/7	1x1200	1x900	1x900	1x1500	1.4

Tabla 9.4: Estrellas estándar de calibración: Datos fotométricos

Estrella	A. R. (J2000)	Dec. (J2000)	V	B-V	V-I
CD-329927	14:10:53	-32:59:02	10.440	+0.342	+0.333
PG1525-071A	15:28:11	-07:16:27	15.053	-0.198	-0.168
PG1525-071B	15:28:12	-07:16:33	16.301	+0.564	+0.757
PG1525-071C	15:28:13	-07:15:54	13.509	+0.757	+0.869
PG1525-071D	15:28:14	-07:16:08	16.403	+0.730	+0.808
PG1525-071A	15:28:16	-07:14:21	13.530	+1.109	+1.104
LTT6248	15:38:05	-28:32:40	11.798	+0.490	+0.679
EG274	16:22:33	-39:11:45	11.008	-0.127	-0.266
PG1633+099	16:35:24	+09:47:50	14.397	-0.192	-0.212
PG1633+099	16:35:26	+09:47:53	15.256	+0.873	+1.015
PG1633+099	16:35:34	+09:46:22	12.969	+1.081	+1.090
PG1633+099	16:35:38	+09:46:16	13.229	+1.134	+1.138
PG1633+099	16:35:40	+09:46:43	13.691	+0.535	+0.650
PG1657+078	16:59:32	+07:43:31	15.015	-0.149	-0.100
PG1657+078	16:59:32	+07:42:11	14.721	+0.708	+0.838
PG1657+078	16:59:33	+07:42:25	14.033	+1.069	+1.133
PG1657+078	16:59:35	+07:42:26	15.225	+0.840	+0.967
LTT7379	18:35:21	-44:19:24	10.219	+0.607	+0.715
LTT7987	20:10:01	-30:15:45	12.206	+0.063	-0.149
Mark A2	20:43:54	-10:45:32	14.540	+0.666	+0.751
Mark A1	20:43:58	-10:47:11	15.911	+0.609	+0.740
Mark A	20:43:59	-10:47:42	13.258	-0.242	-0.241
Mark A3	20:44:02	-10:45:39	14.818	+0.938	+1.098
PG2213-006C	22:16:18	-00:22:15	15.109	+0.721	+0.830
PG2213-006B	22:16:22	-00:21:49	12.706	+0.749	+0.829
PG2213-006C	22:16:24	-00:21:27	14.178	+0.673	+0.808
PG2213-006	22:16:28	-00:21:51	14.124	-0.217	-0.203
LTT9239	22:51:53	-20:40:15	12.065	+0.608	+0.769
LTT9491	23:18:48	-17:10:24	14.100	+0.026	+0.071
LTT377	00:41:03	-33:44:06	11.219	+0.477	+0.588

Tabla 9.5: Magnitud B, exceso de color, colores integrados B-V y V-I, magnitud absoluta M_B , diámetro mayor (D) y diámetro menor (d) de cada componente y la separación angular ($\Delta\theta$) de los centros galácticos.

Galaxia	B	E(B-V)	B-V	V-I	M_B	D["]	d["]	$\Delta\theta$ ["]
Principal								
AM1256-433W	15.04	0.83	0.47	0.58	-20.76	83.5	17.4	32
AM1401-324N	14.32	—	0.43	1.25	-21.90	58.0	56.0	36
AM1448-262NE	14.14	—	1.07	1.50	-19.35	100.8	87.2	52
AM2030-303SW	15.25	0.43	0.73	1.13	-21.27	43.6	40.2	50
AM2058-381N	14.91	0.69	0.60	0.80	-21.38	85.7	32.2	53
AM2105-332SE	14.22	0.96	0.96	1.75	-20.55	65.9	41.4	86
AM2229-735E	15.98	0.34	0.73	1.18	-21.06	46.0	23.3	20
AM2238-575W	14.47	—	1.17	1.57	-21.49	120.2	79.9	73
AM2306-721S	14.07	0.32	0.24	0.55	-21.48	85.3	47.2	92
AM2322-821SE	13.35	0.25	0.81	0.91	-20.98	113.8	85.9	139
AM2330-451NE	14.47	—	1.17	1.57	-18.70	127.5	83.5	41
Secundaria								
AM1256-433E	16.41	—	0.61	0.83	-19.48	18.4	16.7	
AM1401-324S	17.45	—	0.77	1.18	-18.69	15.0	12.0	
AM1448-262SW	15.35	0.35	0.68	1.26	-18.18	53.6	27.7	
AM2030-303NE	16.37	—	0.71	1.22	-20.15	33.4	27.5	
AM2058-381S	16.24	—	0.40	0.59	-20.07	33.4	18.2	
AM2105-332NW	16.06	—	0.85	1.77	-18.85	29.3	19.2	
AM2229-735W	17.36	0.58	0.63	1.02	-19.69	17.2	11.5	
AM2238-575E	16.77	—	1.53	1.77	-19.11	40.1	18.0	
AM2306-721N	14.47	—	0.18	0.44	-21.11	55.5	27.3	
AM2322-821NW	15.41	0.11	0.69	0.66	-18.87	37.7	22.3	
AM2330-451SW	16.77	—	1.53	1.77	-16.67	64.6	27.3	

Tabla 9.6: Regiones HII: Posición, radio equivalente, magnitud, colores, luminosidad (\mathcal{L}), ancho equivalente (EW) y edad

R	X ["]	Y ["]	r_{eq} [pc]	B [mag]	B-V	V-I	$\mathcal{L}(\text{H}\alpha + [\text{NII}])$ [erg s ⁻¹]	\mathcal{EW} (*)	Edad [10 ⁶ yr]
AM1256-433W									
1	-37	-42	1315.2	19.28±0.27	0.69	1.26	(4.10±0.05)×10 ³⁹	1.9	6.3±0.7
2	-30	-28	1052.1	19.57±0.27	0.81	1.28	(5.65±0.08)×10 ³⁹	2.1	6.3±0.7
3	-27	-21	1052.4	19.30±0.27	0.76	1.28	(5.47±0.07)×10 ³⁹	2.0	6.0±0.7
4	-18	-12	1315.2	18.66±0.27	0.76	1.31	(7.43±0.01)×10 ³⁹	1.9	5.9±0.8
5	0	0	1578.3	18.04±0.27	0.77	1.43	(1.79±0.02)×10 ⁴⁰	2.0	6.1±0.7
6	39	31	2366.9	17.86±0.27	0.81	1.38	(1.80±0.02)×10 ⁴⁰	1.9	6.4±0.7
7	86	31	1052.0	19.71±0.27	0.62	1.05	(3.06±0.03)×10 ³⁹	2.0	4.2±0.8
AM1256-433E									
b	-9	56	2688.6	15.64±0.27	1.61	1.96	—	0.6	13.1±1.1
a	0	0	1542.4	18.73±0.27	1.11	1.73	—	1.4	7.0±0.8
AM1401-324N									
N	0	0	2102.5	15.89±0.30	0.55	0.74	(7.67±0.08)×10 ⁴⁰	1.1	10.2±1.0
1	6	16	1204.5	18.96±0.30	0.31	0.66	(2.22±0.02)×10 ⁴⁰	1.9	6.2±0.7
2	15	6	2102.5	17.33±0.30	0.33	0.70	(1.19±0.01)×10 ⁴¹	2.0	6.2±0.7
3	-11	-6	2238.3	15.91±0.30	0.47	0.62	(6.74±0.07)×10 ⁴⁰	1.1	10.1±1.0
4	-23	8	1781.5	18.57±0.30	0.47	0.72	(1.89±0.02)×10 ⁴⁰	1.6	6.6±0.8
5	-43	-13	1204.5	21.71±0.30	0.14	0.16	(8.30±0.10)×10 ³⁹	2.3	5.7±0.7
6	-26	38	1204.5	21.01±0.30	0.35	0.39	(5.20±0.20)×10 ³⁹	2.1	6.0±0.7
AM1401-324S									
N	0	0	152.11	18.40±0.30	0.71	0.92	(6.00±0.10)×10 ³⁹	1.3	7.5±0.9
AM1448-262NE									
N	0	0	450.9	16.95±0.40	1.31	1.63	—	0.5	13.7±1.2
AM1448-262SW									
1	0	0	1198.3	16.29±0.40	0.76	1.30	—	1.6	7.1±0.7
2	-3	-2	668.4	17.36±0.40	0.85	1.42	—	1.8	7.1±1.0
3	4	-10	357.3	18.69±0.40	0.75	1.25	—	1.7	7.0±0.7
4	10	-4	239.7	19.54±0.40	0.67	1.11	—	1.6	7.1±0.8
AM2030-303SW									
1	0	0	3149.6	17.33±0.40	0.53	1.05	(8.40±1.00)×10 ⁴⁰	1.9	6.5±0.7
2	17	-7	1091.0	20.50±0.40	0.61	1.02	(8.40±0.80)×10 ³⁹	1.9	6.5±0.7
AM2030-303NE									
1	0	0	2729.6	18.41±0.40	0.84	1.30	(1.60±0.20)×10 ³⁸	1.7	6.4±0.7
2	-8	21	3452.7	17.49±0.40	0.60	1.15	(1.40±8.00)×10 ³⁹	2.1	6.0±0.7
3	-24	18	2521.5	18.12±0.40	0.61	1.17	(1.10±0.20)×10 ⁴⁰	1.7	6.4±0.7
4	34	19	1091.8	24.36±0.40	1.30	0.95	(6.60±2.00)×10 ³⁸	2.7	4.7±0.5

(*) $\mathcal{EW} = \text{Log}(\text{EW}(\text{H}\alpha + [\text{NII}])) \pm 0.1$ [Å]

Tabla 9.6: Continuación

R	X ["]	Y ["]	r_{eq} [pc]	B [mag]	B-V	V-I	\mathcal{L} (H α + [NII]) [erg s $^{-1}$]	\mathcal{EW} (*)	Edad [10 6 yr]
AM2058-381N									
N	0	0	1806.4	17.91 \pm 0.27	0.99	1.14	(8.00 \pm 0.10) \times 10 39	1.1	7.5 \pm 1.0
1	8	16	1445.2	20.96 \pm 0.27	0.32	0.67	(2.39 \pm 0.03) \times 10 39	2.2	5.0 \pm 1.0
2	12	55	1445.2	20.74 \pm 0.27	0.41	0.47	(3.13 \pm 0.05) \times 10 39	2.4	5.6 \pm 0.6
3	14	47	1445.2	20.69 \pm 0.27	0.31	0.62	(2.45 \pm 0.05) \times 10 39	2.2	5.0 \pm 1.0
4	23	-8	2654.9	17.95 \pm 0.27	0.33	0.65	(2.26 \pm 0.03) \times 10 39	2.0	6.2 \pm 0.7
5	-4	-22	1987.1	18.29 \pm 0.27	0.41	0.75	(1.41 \pm 0.01) \times 10 40	1.9	6.3 \pm 0.7
6	-27	-28	1445.2	20.68 \pm 0.27	0.44	0.50	(2.37 \pm 0.05) \times 10 39	2.1	5.1 \pm 1.0
7	22	8	1806.4	18.97 \pm 0.27	0.44	0.70	(7.90 \pm 0.10) \times 10 39	1.9	6.3 \pm 0.7
8	-15	20	1797.4	18.75 \pm 0.27	0.46	0.75	(7.10 \pm 0.10) \times 10 39	1.7	6.5 \pm 0.7
9	-5	22	1797.4	18.68 \pm 0.27	0.50	0.77	(7.90 \pm 0.10) \times 10 39	1.7	3.7 \pm 1.1
10	2	13	1806.4	18.53 \pm 0.27	0.58	0.87	(8.30 \pm 0.10) \times 10 39	1.6	3.6 \pm 1.1
11	9	5	1445.2	18.99 \pm 0.27	0.58	0.86	(4.15 \pm 0.06) \times 10 39	1.5	4.0 \pm 1.0
AM2058-381S									
N	0	0	3453.6	16.86 \pm 0.27	0.27	0.47	(7.20 \pm 0.10) \times 10 40	1.6	6.6 \pm 0.8
AM2105-332SE									
N	0	0	1589.8	15.61 \pm 0.30	0.92	1.65	(5.60 \pm 0.04) \times 10 37	0.6	8.4 \pm 1.4
AM2105-332NW									
N	0	0	2027.1	16.55 \pm 0.30	0.63	1.57	(4.36 \pm 0.06) \times 10 38	1.6	6.5 \pm 0.8
AM2229-735W									
N	0	0	4172.0	17.35 \pm 0.40	0.66	1.21	(2.01 \pm 0.01) \times 10 41	1.8	7.1 \pm 0.8
1	4	19	2802.2	19.02 \pm 0.40	0.76	1.28	(5.53 \pm 0.02) \times 10 40	1.8	6.9 \pm 0.9
2	-12	14	3837.0	19.53 \pm 0.40	0.55	1.06	(9.84 \pm 0.03) \times 10 40	2.4	6.5 \pm 0.9
3	-36	34	2046.4	20.66 \pm 0.40	0.71	1.18	(4.50 \pm 0.10) \times 10 39	1.5	7.2 \pm 0.4
4	14	31	3069.6	19.46 \pm 0.40	0.70	1.17	(4.35 \pm 0.02) \times 10 40	1.9	6.8 \pm 0.9
5	1	10	2608.7	18.88 \pm 0.40	0.72	1.24	(5.95 \pm 0.03) \times 10 40	1.8	6.9 \pm 0.9
6	1	-11	2766.9	18.40 \pm 0.40	0.61	1.16	(5.36 \pm 0.02) \times 10 40	1.6	7.0 \pm 0.8
AM2229-735E									
N	0	0	5059.7	18.13 \pm 0.40	0.56	1.12	(1.89 \pm 0.01) \times 10 41	2.1	6.4 \pm 0.7

(*) $\mathcal{EW} = \text{Log}(\text{EW}(\text{H}\alpha + [\text{NII}])) \pm 0.1$ [Å]

Tabla 9.6: Continuación

R	X ["]	Y ["]	r_{eq} [pc]	B [mag]	B-V	V-I	\mathcal{L} (H α + [NII]) [erg s $^{-1}$]	\mathcal{EW} (*)	Edad [10 6 yr]
AM2238-575W									
1	0	0	2058.6	18.87 \pm 0.30	1.03	1.91	—	1.7	6.4 \pm 0.7
2	-6	-103	1800.2	20.76 \pm 0.30	0.82	1.87	—	1.9	6.2 \pm 0.7
3	-43	-83	3157.7	18.38 \pm 0.30	0.78	1.70	—	2.1	6.1 \pm 0.7
4	-64	-63	1571.0	20.57 \pm 0.30	0.93	1.86	—	2.1	6.1 \pm 0.7
5	-70	-54	1655.9	20.12 \pm 0.30	0.78	1.76	—	1.9	6.2 \pm 0.7
6	-58	-22	2734.7	18.51 \pm 0.30	1.03	1.97	—	1.9	6.2 \pm 0.7
7	-61	15	1263.1	20.34 \pm 0.30	0.89	1.78	—	1.9	6.2 \pm 0.7
8	-49	-49	1578.7	19.49 \pm 0.30	0.99	1.80	—	1.9	6.3 \pm 0.7
9	-27	-61	1814.0	19.15 \pm 0.30	0.85	1.85	—	1.8	6.4 \pm 0.7
-	3	-6	998.6	20.30 \pm 0.30	1.04	1.80	—	1.7	6.5 \pm 0.7
-	-86	34	1263.1	21.06 \pm 0.30	0.85	1.43	—	1.8	6.3 \pm 0.7
-	-39	-53	1814.0	19.07 \pm 0.30	0.96	1.87	—	1.8	6.3 \pm 0.7
AM2238-575E									
N	0	0	1865.9	17.69 \pm 0.30	1.24	1.9	—	0.7	12.8 \pm 1.1
AM2306-721S									
N	0	0	1787.5	17.75 \pm 0.27	0.62	1.28	(3.98 \pm 0.04) \times 10 40	1.4	7.4 \pm 0.9
1	-22	23	1398.6	19.14 \pm 0.27	0.48	0.85	(1.77 \pm 0.02) \times 10 40	1.9	6.5 \pm 0.7
2	-3	18	766.1	20.23 \pm 0.27	0.50	0.97	(5.12 \pm 0.08) \times 10 39	1.7	6.7 \pm 0.8
3	32	25	766.1	20.86 \pm 0.27	0.43	0.66	(3.26 \pm 0.05) \times 10 39	1.9	6.7 \pm 0.8
4	36	20	766.1	20.92 \pm 0.27	0.43	0.63	(3.50 \pm 0.06) \times 10 39	2.0	6.6 \pm 0.8
5	39	12	766.1	20.88 \pm 0.27	0.44	0.70	(3.25 \pm 0.04) \times 10 39	1.9	6.7 \pm 0.8
6	25	-19	2298.2	18.13 \pm 0.27	0.49	0.93	(4.23 \pm 0.04) \times 10 40	1.8	6.6 \pm 0.8
7	11	-20	1276.8	19.12 \pm 0.27	0.48	0.92	(1.37 \pm 0.02) \times 10 40	1.7	6.6 \pm 0.8
8	-7	-23	1021.4	19.96 \pm 0.27	0.48	0.91	(9.55 \pm 0.08) \times 10 39	1.9	6.5 \pm 0.8
9	-9	-16	1021.4	19.62 \pm 0.27	0.48	0.91	(9.22 \pm 0.08) \times 10 39	1.8	6.6 \pm 0.8
10	-28	- 5	1021.4	19.75 \pm 0.27	0.48	0.88	(5.23 \pm 0.07) \times 10 39	1.6	6.7 \pm 0.8
AM2306-721N									
1	0	0	2149.6	16.91 \pm 0.27	0.45	0.83	(4.75 \pm 0.07) \times 10 41	1.9	6.8 \pm 0.8
2	9	9	1587.6	17.25 \pm 0.27	0.50	1.00	(2.71 \pm 0.01) \times 10 41	1.8	6.7 \pm 0.8
3	19	23	2425.1	16.86 \pm 0.27	0.42	0.59	(5.17 \pm 0.08) \times 10 41	2.0	6.6 \pm 0.8

(*) $\mathcal{EW} = \text{Log}(\text{EW}(\text{H}\alpha + [\text{NII}])) \pm 0.1$ [Å]

Tabla 9.6: Continuación

R	X ["]	Y ["]	r_{eq} [pc]	B [mag]	B-V	V-I	\mathcal{L} (H α + [NII]) [erg s $^{-1}$]	\mathcal{EW} (*)	Edad [10 6 yr]
AM2322-821SE									
N	0	0	992.8	16.46 \pm 0.30	1.18	1.22	(1.61 \pm 0.03) \times 10 40	1.5	7.3 \pm 0.8
1	11	8	536.8	18.71 \pm 0.30	1.15	1.20	(2.25 \pm 0.03) \times 10 39	1.6	6.1 \pm 1.2
2	20	9	483.2	19.21 \pm 0.30	1.07	1.05	(1.86 \pm 0.03) \times 10 39	1.8	6.1 \pm 1.1
3	22	3	371.9	19.84 \pm 0.30	1.06	1.10	(8.90 \pm 0.10) \times 10 38	1.7	6.6 \pm 1.0
4	27	-6	590.5	18.56 \pm 0.30	0.92	0.88	(2.35 \pm 0.04) \times 10 39	1.7	5.8 \pm 1.2
5	25	-15	483.2	19.07 \pm 0.30	0.93	0.89	(1.43 \pm 0.03) \times 10 39	1.7	6.2 \pm 1.0
6	19	-22	452.2	19.57 \pm 0.30	0.89	0.85	(1.28 \pm 0.03) \times 10 39	1.7	6.1 \pm 1.0
7	13	-57	436.1	20.08 \pm 0.30	0.86	0.84	(1.20 \pm 0.01) \times 10 39	2.1	6.2 \pm 0.8
8	16	-61	426.1	20.08 \pm 0.30	0.95	0.84	(1.26 \pm 0.01) \times 10 39	2.1	6.1 \pm 0.9
9	4	-63	322.1	20.76 \pm 0.30	0.82	0.74	(7.50 \pm 0.30) \times 10 38	2.2	6.2 \pm 0.7
10	8	-32	590.5	19.01 \pm 0.30	0.97	0.94	(1.41 \pm 0.03) \times 10 39	1.7	6.3 \pm 1.0
11	-24	-29	616.8	19.04 \pm 0.30	0.95	0.89	(1.93 \pm 0.03) \times 10 39	1.8	6.0 \pm 1.0
12	-49	-59	583.2	18.87 \pm 0.30	0.93	0.87	(1.43 \pm 0.03) \times 10 39	2.0	5.7 \pm 1.1
13	-76	-6	803.5	18.64 \pm 0.30	0.74	0.71	(3.44 \pm 0.06) \times 10 39	2.1	5.4 \pm 1.2
14	-41	4	590.5	19.06 \pm 0.30	0.91	0.87	(1.61 \pm 0.03) \times 10 39	1.8	6.1 \pm 1.0
15	-37	18	483.2	19.44 \pm 0.30	0.93	0.86	(1.35 \pm 0.01) \times 10 39	1.9	6.1 \pm 0.9
16	-34	30	429.5	20.06 \pm 0.30	0.98	0.99	(8.30 \pm 0.10) \times 10 38	1.8	6.5 \pm 0.9
17	-22	52	429.5	20.26 \pm 0.30	0.96	0.89	(7.60 \pm 0.10) \times 10 38	2.0	6.4 \pm 0.7
18	-45	72	429.5	20.41 \pm 0.30	0.84	0.84	(9.40 \pm 0.10) \times 10 38	2.1	6.2 \pm 0.7
19	4	92	452.3	18.77 \pm 0.30	0.87	0.82	(1.43 \pm 0.03) \times 10 39	1.8	6.0 \pm 1.0
20	4	35	720.2	18.78 \pm 0.30	0.99	1.03	(2.10 \pm 0.03) \times 10 39	1.7	6.0 \pm 1.2
21	29	138	588.1	19.93 \pm 0.30	0.73	0.60	(2.07 \pm 0.03) \times 10 39	2.4	5.5 \pm 1.0
22	37	129	480.2	20.30 \pm 0.30	0.71	0.65	(1.25 \pm 0.01) \times 10 39	2.3	5.9 \pm 0.6
23	49	134	590.5	19.79 \pm 0.30	0.63	0.63	(2.23 \pm 0.04) \times 10 39	2.4	5.9 \pm 1.0
24	95	109	720.2	19.57 \pm 0.30	0.68	0.68	(1.84 \pm 0.03) \times 10 39	2.2	6.1 \pm 1.0
25	101	101	429.5	20.47 \pm 0.30	0.62	0.58	(6.00 \pm 0.10) \times 10 38	2.1	6.4 \pm 0.7
26	135	-20	644.2	20.22 \pm 0.30	0.71	0.66	(1.40 \pm 0.03) \times 10 39	2.3	5.8 \pm 0.7
27	105	-85	644.2	20.62 \pm 0.30	0.86	0.60	(1.51 \pm 0.03) \times 10 39	2.4	5.7 \pm 0.8
AM2322-821NW									
1	0	0	811.6	17.78 \pm 0.30	0.67	0.76	(1.34 \pm 0.01) \times 10 40	1.3	7.3 \pm 0.8
2	9	1	560.7	18.32 \pm 0.30	0.87	0.96	(3.74 \pm 0.04) \times 10 39	1.6	5.8 \pm 1.4
3	18	-11	599.4	18.98 \pm 0.30	0.77	0.81	(2.65 \pm 0.03) \times 10 39	1.6	6.0 \pm 1.2
4	15	4	468.6	18.49 \pm 0.30	1.04	1.08	(1.40 \pm 0.01) \times 10 39	1.7	6.5 \pm 1.0
5	41	15	499.5	19.54 \pm 0.30	0.68	0.77	(1.77 \pm 0.03) \times 10 39	1.7	6.2 \pm 1.0
6	31	29	692.1	18.35 \pm 0.30	0.68	0.66	(2.62 \pm 0.03) \times 10 39	2.3	5.6 \pm 1.0
7	20	18	399.6	18.90 \pm 0.30	0.78	0.85	(1.40 \pm 0.01) \times 10 39	2.0	6.3 \pm 1.0

(*) $\mathcal{EW} = \text{Log}(\text{EW}(\text{H}\alpha + [\text{NII}])) \pm 0.1$ [Å]

Tabla 9.6: Continuación

R	X ["]	Y ["]	r_{eq} [pc]	B [mag]	B-V	V-I	\mathcal{L} (H α + [NII]) [erg s $^{-1}$]	\mathcal{EW} (*)	Edad [10 6 yr]
AM2330-451NE									
N	0	0	664.5	15.21 \pm 0.30	0.80	1.48	—	0.2	15.3 \pm 1.4
AM2330-451SW									
1	0	0	518.0	19.51 \pm 0.30	0.84	1.12	—	1.5	6.9 \pm 0.8
2	18	-17	567.5	18.92 \pm 0.30	0.75	1.05	—	—	—
3	6	-34	671.4	18.50 \pm 0.30	0.74	1.04	—	1.5	6.8 \pm 0.8

(*) $\mathcal{EW} = \text{Log}(\text{EW}(\text{H}\alpha + [\text{NII}])) \pm 0.1$ [Å]

Tabla 9.7: Parámetros del disco y bulbo en los filtros B, V e I

Princial Arp	$m_e^{(1)}$	$r_{eff}^{(2)}$	$b_0^{(1)}$	$d_l^{(2)}$	Secundaria Arp	$m_e^{(1)}$	$r_{eff}^{(2)}$	$b_0^{(1)}$	$d_l^{(2)}$
		B					B		
1256-433W	—	—	20.96	6.55	1256-433E	—	—	21.99	5.14
1401-324N	20.65	2.86	22.65	10.9	1401-324S	—	—	22.75	4.3
1448-262NE	22.55	7.34	22.61	13.56	1448-262SW	—	—	22.55	8.68
2030-303SW	21.1	1.1	21.22	5.3	2030-303NE	—	—	21.83	3.8
2058-381N	24	5.1	21	5.2	2058-381S	—	—	22.27	5.77
2105-332SE	21	5	21.95	16.5	2105-332NW	19.65	1.2	21.75	6.2
2229-735E	—	—	20.54	3.2	2229-735W	—	—	23.3	6.6
2238-575W	24.1	12.5	21.45	13.37	2238-575E	—	—	20.71	2.67
2306-721S	23.5	6.5	20.3	7.2	2306-721N	—	—	20.81	4.91
2322-821SE	22.85	6.51	22.06	27.02	2322-821NW	—	—	21.2	5.8
2330-451NE	22.67	27.52	21.12	5.83	2330-451SW	—	—	21.06	6.82

Princial Arp	$m_e^{(1)}$	$r_{eff}^{(2)}$	$b_0^{(1)}$	$d_l^{(2)}$	Secundaria Arp	$m_e^{(1)}$	$r_{eff}^{(2)}$	$b_0^{(1)}$	$d_l^{(2)}$
		V					V		
1256-433W	—	—	20.82	7.01	1256-433E	—	—	21.1	4.49
1401-324N	21.2	5.6	24.2	24.12	1401-324S	—	—	22.12	4
1448-262NE	21.79	9.93	21.64	8.1	1448-262SW	—	—	21.99	9.25
2030-303SW	22.72	6.2	20.8	5	2030-303NE	—	—	21.83	4.7
2058-381N	22.55	5.1	20.41	5.2	2058-381S	—	—	22.17	6.53
2105-332SE	21	8.5	22	16	2105-332NW	19.65	1.7	21.75	7.65
2229-735E	—	—	19.84	3.26	2229-735W	—	—	22.48	5.6
2238-575W	22.21	10	20.25	11.5	2238-575E	—	—	19.66	2.9
2306-721S	22.8	—	—	—	2306-721N	—	—	20.68	5.02
2322-821SE	21.65	5.5	21.02	21.3	2322-821NW	—	—	21.07	6.6
2330-451NE	19.5	11	20.1	22.7	2330-451SW	—	—	19.43	6.1

Princial Arp	$m_e^{(1)}$	$r_{eff}^{(2)}$	$b_0^{(1)}$	$d_l^{(2)}$	Secundaria Arp	$m_e^{(1)}$	$r_{eff}^{(2)}$	$b_0^{(1)}$	$d_l^{(2)}$
		I					I		
1256-433W	—	—	20	6.50	1256-433E	—	—	20.6	4.99
1401-324N	19.79	5	21.5	8.31	1401-324S	—	—	20.75	3.5
1448-262NE	20.75	12.63	19.51	5.73	1448-262SW	—	—	20.45	8.45
2030-303SW	20.9	4.5	19.87	5.99	2030-303NE	—	—	20.44	5.00
2058-381N	21.7	4.5	18.9	4.40	2058-381S	—	—	21.22	6.50
2105-332SE	19.25	8.05	20.45	20.0	2105-332NW	19.45	3.5	21.3	15.65
2229-735E	—	—	18.59	3.16	2229-735W	—	—	21.38	5.90
2238-575W	20.35	7.26	19.15	10.52	2238-575E	—	—	18.09	3.15
2306-721S	—	—	—	—	2306-721N	—	—	20.27	5.50
2322-821SE	20.6	6	20.12	21.60	2322-821NW	—	—	20.1	5.60
2330-451NE	18.4	11.4	18.73	22.88	2330-451SW	—	—	18.4	5.72

⁽¹⁾[mag arcsec⁻²]⁽²⁾["]

Tabla 9.8: Regiones HII candidatas a Galaxias Enanas Tidales: Región, galaxia Arp, magnitud absoluta azul, colores integrados, luminosidad $H\alpha$, número de fotones ionizantes $H\alpha$, edad, tasa de formación estelar.

Reg.	Galaxia	M_B [mag]	B-V	V-I	$\mathcal{L}(H\alpha)$ [erg s ⁻¹]	$N_f(H\alpha)$	Edad [Myr]	SFR($H\alpha$) [M_\odot yr ⁻¹]
1	AM1256E	-19.80	1.61	1.96	—	—	13.1	—
N	AM1401N	-19.80	0.55	0.74	6.13×10^{40}	1.81×10^{53}	10.2	3.9×10^{-1}
3	AM1401N	-19.78	0.47	0.62	5.39×10^{40}	1.59×10^{53}	10.1	3.4×10^{-1}
N	AM2229W	-19.49	0.66	1.21	1.60×10^{41}	4.71×10^{53}	7.1	1.0
N	AM2058S	-19.24	0.27	0.47	5.76×10^{40}	1.79×10^{53}	6.6	3.6×10^{-1}
1	AM2030SW	-18.77	0.53	1.05	6.72×10^{40}	2.15×10^{54}	6.5	4.2×10^{-1}
N	AM2105SE	-18.70	0.92	1.65	4.48×10^{37}	1.16×10^{53}	8.4	2.8×10^{-4}
N	AM2229E	-18.69	0.56	1.12	1.51×10^{41}	4.50×10^{53}	6.4	9.5×10^{-1}
2	AM2030NE	-18.61	0.60	1.15	1.12×10^{39}	1.56×10^{54}	6	7.1×10^{-3}
3	AM2306N	-18.55	0.42	0.59	4.13×10^{41}	1.21×10^{54}	6.6	2.6
1	AM2306N	-18.50	0.45	0.83	3.80×10^{41}	1.13×10^{54}	6.8	2.4
6	AM2229W	-18.44	0.61	1.16	4.28×10^{40}	1.27×10^{53}	7	2.7×10^{-1}
2	AM1401N	-18.36	0.33	0.70	9.52×10^{40}	2.82×10^{53}	6.2	6.0×10^{-1}
N	AM2058N	-18.18	0.99	1.14	6.40×10^{39}	1.96×10^{52}	7.5	4.0×10^{-2}
2	AM2306N	-18.16	0.50	1.00	2.16×10^{41}	6.35×10^{53}	6.7	1.4
4	AM2058N	-18.14	0.33	0.65	1.80×10^{39}	5.53×10^{52}	6.2	1.1×10^{-2}
N	AM2238E	-18.07	1.24	1.90	—	—	12.8	—
3	AM2030NE	-17.98	0.61	1.17	8.80×10^{39}	3.41×10^{53}	6.4	5.6×10^{-2}
5	AM2229W	-17.96	0.72	1.24	4.76×10^{40}	1.39×10^{53}	6.9	3×10^{-1}
N	AM2105NW	-17.90	0.63	1.57	3.48×10^{38}	1.16×10^{52}	6.5	2.2×10^{-3}
N	AM2330NE	-17.90	0.80	1.48	—	—	15.3	—
1	AM2229W	-17.82	0.76	1.28	4.42×10^{40}	1.30×10^{53}	6.9	2.8×10^{-1}
5	AM2058N	-17.80	0.41	0.75	1.12×10^{40}	3.49×10^{52}	6.3	7.1×10^{-2}
1	AM2030NE	-17.69	0.84	1.30	1.28×10^{38}	3.49×10^{53}	6.4	8.1×10^{-4}
N	AM2306E	-17.63	0.62	1.28	3.18×10^{40}	8.98×10^{52}	7.4	2×10^{-1}
10	AM2058N	-17.56	0.58	0.87	6.64×10^{39}	2.01×10^{52}	3.6	4.2×10^{-2}
6	AM1256W	-17.54	0.81	1.38	1.44×10^{40}	4.20×10^{52}	6.4	9.1×10^{-2}
9	AM2058N	-17.41	0.50	0.77	6.32×10^{39}	1.92×10^{52}	3.7	4.0×10^{-2}
3	AM2238W	-17.40	0.78	1.70	—	—	6.1	—
4	AM2229W	-17.38	0.70	1.17	3.48×10^{40}	1.03×10^{53}	6.8	2.2×10^{-1}
5	AM1256W	-17.36	0.77	1.43	1.43×10^{40}	4.20×10^{52}	6.1	9.0×10^{-2}
8	AM2058N	-17.34	0.46	0.75	5.68×10^{39}	1.71×10^{52}	6.5	3.6×10^{-2}
2	AM2229W	-17.31	0.55	1.06	7.87×10^{40}	2.31×10^{53}	6.5	5.0×10^{-1}
6	AM2238W	-17.30	1.03	1.97	—	—	6.2	—
N	AM1401S	-17.30	0.71	0.92	4.80×10^{39}	1.44×10^{52}	7.5	3.0×10^{-2}
6	AM2306E	-17.25	0.49	0.93	3.38×10^{40}	9.62×10^{52}	6.6	2.1×10^{-1}
4	AM1401N	-17.12	0.47	0.72	1.51×10^{40}	4.47×10^{52}	6.6	9.5×10^{-2}
7	AM2058N	-17.12	0.44	0.70	6.32×10^{39}	1.92×10^{52}	6.3	4.0×10^{-2}
11	AM2058N	-17.10	0.58	0.86	3.32×10^{39}	1.01×10^{52}	4.0	2.1×10^{-2}

Tabla 9.8: Continuación

Reg.	Galaxia	M_B [mag]	B-V	V-I	$\mathcal{L}(H\alpha)$ [erg s ⁻¹]	$N_f(H\alpha)$	Edad [Myr]	SFR($H\alpha$) $M_\odot yr^{-1}$
N	AM2322SE	-16.99	1.18	1.22	1.28×10^{40}	3.83×10^{52}	7.3	8.1×10^{-2}
1	AM2238W	-16.90	1.03	1.91	—	—	6.4	—
4	AM1256W	-16.74	0.76	1.31	5.94×10^{39}	1.75×10^{52}	5.9	3.8×10^{-2}
1	AM1401N	-16.73	0.31	0.66	1.77×10^{40}	5.23×10^{52}	6.2	1.1×10^{-1}
x	AM2238W	-16.70	0.96	1.87	—	—	6.3	—
2	AM1256E	-16.70	1.11	1.73	—	—	7.0	—
9	AM2238W	-16.60	0.85	1.85	—	—	6.4	—
1	AM1448SW	-16.52	0.76	1.30	—	—	7.1	—
8	AM2238W	-16.30	0.99	1.80	—	—	6.3	—
7	AM2306E	-16.26	0.48	0.92	1.09×10^{40}	3.11×10^{52}	6.6	6.9×10^{-2}
1	AM2306E	-16.24	0.48	0.85	1.41×10^{40}	4.01×10^{52}	6.5	8.9×10^{-2}
3	AM2229W	-16.18	0.71	1.18	3.60×10^{39}	1.05×10^{52}	7.2	2.3×10^{-2}
1	AM1256W	-16.12	0.69	1.26	3.28×10^{39}	9.62×10^{51}	6.3	2.1×10^{-2}
3	AM1256W	-16.10	0.76	1.28	4.37×10^{39}	1.30×10^{52}	6.0	2.8×10^{-2}
2	AM1256W	-15.83	0.81	1.28	4.52×10^{39}	1.33×10^{52}	6.3	2.9×10^{-2}
9	AM2306E	-15.76	0.48	0.91	7.37×10^{39}	2.10×10^{52}	6.6	4.7×10^{-2}
N	AM1448NE	-15.73	1.31	1.63	—	—	13.7	—
5	AM2238W	-15.70	0.78	1.76	—	—	6.2	—
7	AM1256W	-15.69	0.62	1.05	2.44×10^{39}	7.13×10^{51}	4.2	1.5×10^{-2}
10	AM2306E	-15.63	0.48	0.88	4.18×10^{39}	1.18×10^{52}	6.7	2.6×10^{-2}
2	AM2030SW	-15.60	0.61	1.02	6.72×10^{39}	1.36×10^{53}	6.5	4.2×10^{-2}
1	AM2322NW	-15.52	0.67	0.76	1.07×10^{40}	2.71×10^{52}	7.3	6.8×10^{-2}
x	AM2238W	-15.50	1.04	1.80	—	—	6.5	—
7	AM2238W	-15.50	0.89	1.78	—	—	6.2	—
2	AM1448SW	-15.45	0.85	1.42	—	—	7.1	—
8	AM2306E	-15.42	0.48	0.91	7.64×10^{39}	2.15×10^{52}	6.5	4.8×10^{-2}
6	AM2058N	-15.41	0.44	0.50	1.89×10^{39}	5.80×10^{51}	5.1	1.2×10^{-2}
3	AM2058N	-15.40	0.31	0.62	1.96×10^{39}	5.93×10^{51}	5.0	1.2×10^{-2}
2	AM2058N	-15.35	0.41	0.47	2.50×10^{39}	7.64×10^{51}	5.6	1.6×10^{-2}
4	AM2238W	-15.20	0.93	1.86	—	—	6.1	—
2	AM2306E	-15.15	0.50	0.97	4.09×10^{39}	1.16×10^{52}	6.7	2.6×10^{-2}
1	AM2058N	-15.13	0.32	0.67	1.91×10^{39}	7.24×10^{51}	5.0	1.2×10^{-2}
7	AM2238W	-15.50	0.89	1.78	—	—	6.2	—
2	AM2238W	-15.00	0.82	1.87	—	—	6.2	—

Capítulo 10

Bibliografía

1. Arp, H. & Madore, B. F. 1987, *A Catalogue of Southern Peculiar Galaxies and Associations* (Cambridge: Cambridge Univ. Press).
2. Arribas, S.; Bushouse, H.; Lucas R. A. ; Colina L. & Borne, K. D. 2004, *A J*, 127, 2522.
3. Berentzen, I.; Athanassoula, E.; Heller, C. & Fricke, K. J. 2003, *MNRAS*, 341, 343.
4. Bergvall, N.; Laurikainen, E. & Aaltos, S. 2003, *A&A*, 405, 31.
5. Boris, N. V.; Donzelli, C. J.; Pastoriza, M. G.; Rodriguez-Ardila, A. & Ferreiro, D. L. 2002, *A&A*, 384, 780.
6. Bresolin, F. & Kennicutt, R. C. 1997, *AJ*, 113, 975.
7. Bushouse, H. A. 1986, *AJ*, 91, 225.
8. Carlberg, R. G. & Couchman, H. M. P. 1989, *ApJ*, 340, 47.
9. Combes, F. 1993, in *Star Formation, Galaxies and the Interstellar Medium*, ed. J. Franco; F. Ferrini & G. Tenorio-Tangle (Cambridge: Cambridge Univ. Press).
10. Croker, D. A.; Baugus, P. D. & Buta, R. 1996, *ApJS*, 105, 353.
11. de Vaucouleurs, G. 1953, *MNRAS*, 113, 134.
12. de Vaucouleurs, G.; de Vaucouleurs, A.; Corwin et al. 1991, *The Third Reference Catalogue of Bright Galaxies* (Springer Verlag, New York) (RC3).
13. Donzelli, C. J. & Pastoriza, M. G. 1997, *ApJS*, 111, 181.
14. Duc, P. A.; Bournaud, F. and Masset, F. 2004, *A&A*, 427, 803.
15. Duc, P. A.; Brinks, E.; Wink, J. E. and Mirabel, I. F. 1997, *A&A*, 326, 537.
16. Duc, P. A. & Mirabel, I. F. 1994, *A&A*, 289, 83.

17. Duc, P. A. & Mirabel, I. F. 1998, *A&A*, 333, 813.
18. Ferreiro, D. L. 1996, Trabajo de Licenciatura, OAC-UNC.
19. Freeman, K. C. 1970, *ApJ*, 160, 811.
20. Frenk, C. S.; White, S. D. M.; Davis, M. & Efstathiou, G. 1988, *ApJ*, 327, 507.
21. Girardi, L.; Bica, E.; Pastoriza, M. G. and Winge, C. 1997, *ApJ*, 486, 847.
22. González-Delgado, R. M. & Pérez, E. 1997, *ApJS*, 108, 199.
23. Hancock, M.; Weistrop, D.; Eggers, D. & Nelson, C. H. 2003, *AJ*, 125, 1696.
24. Hernquist, L. & Mihos, J. Ch. 1995, *ApJ*, 448, 41.
25. Hunter, D. A.; Hunsberger, S. D. and Roye, E. W. 2000, *ApJ*, 542, 137.
26. Hummel, E. 1981, *A&A*, 96, 111.
27. Jedrzejewski, R. I 1987, *MNRAS*, 226, 747.
28. Joseph, R. D. & Wright, G. S. 1985, *MNRAS*, 214, 87.
29. Kennicutt, R. C. 1983 *ApJ*, 272, 54.
30. Kennicutt, R. C. 1988, *ApJ*, 334, 144.
31. Kennicutt, R. C. 1998, *ARA&A* 36 189.
32. Kennicutt, R. C. & Hodge, P. W. 1980, *ApJ*, 241, 573.
33. Kennicutt, R. C. & Keel, W. C. 1984, *ApJ*, 279, L5.
34. Kennicutt, R. C.; Keel, W. C.; Van der Hulst, J. M.; Hummel, E. & Roettiger, K. A. 1987, *AJ*, 93, 1011.
35. Kennicutt, R. C.; Tamblyn, P. and Congdon, C. W. 1994, *ApJ* 435, 22.
36. Lambas, D. G.; Tissera, P. B.; Alonso, M. S. and Coldwell, G. 2003, *MNRAS*, 346, 1189.

37. Landolt, A. U., 1992, AJ, 104, 340.
38. Landolt, A. U., 1992, AJ, 104, 372.
39. Larson, R. B. & Tinsley, B. M. 1978, ApJ, 219, 46.
40. Leitherer, C.; Schaerer, D.; Goldader, J. D.; González Delgado, R. M.; Carmelle, R.; Kune, D. F.; de Mello, D. F.; Devost, D. and Heckman, T. M. 1999, ApJS, 123, 3L.
41. Liu, C. T. & Kennicutt, R. C. 1995, ApJ, 450, 547.
42. Lu, N. Y., 1998, ApJ 506, 673.
43. Madau, P.; Pozzetti, L. and Dickinson, M. 1998 ApJ .
44. Mirabel, I. F., Dottori, H. and Lutz, D. 1992, A&A, 256, L19.
45. Osterbrock, D. E. “Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei”. University Science Books, 1988.
46. Pastoriza, M. G.; Donzelli, C. J. and Bonatto, C. 1999, A&A, 347, 55.
47. Schombert, J. M. & Bothun, G. D. 1987, ApJ, 92, 60.
48. Schwarzkopf, U. & Dettmar, R. J. 2000, A&A, 361,451.
49. Sérsic, J. L. “Extragalactic Astronomy” (Reidel, Dordrecht).
50. Surace, J. A.; Sanders, D. B.; Vacca, W. D.; Veilleux, S. & Mazzarella, J. M. 1998, ApJ, 492, 116.
51. Surace, J. A.; Sanders, D. B. & Evans, A. S. 2000, ApJ, 529, 170.
52. Stone, R. P. S. & Baldwin, J. A. 1983, MNRAS, 204, 347.
53. Temporin, S.; Weinberger, R.; Galaz, G.; Kerber, F. 2003, ApJ, 587, 660.
54. Weilbacher, P. M.; Duc, P. A.; Fritze v. Alvensleben, U.; Martin, P.; Fricke, K. J. 2000, A&A, 358, 819W.

55. Whitmore, B. C. & Schweizer, F. 1995, *AJ*, 109, 960.
56. Young, J. S. 1993, in *Star Formation, Galaxies and the Interstellar Medium*, ed. J. Franco; F. Ferrini & G. Tenorio-Tangle (Cambridge: Cambridge Univ. Press).

Lista de Figuras

2.1	Espectro óptico de la región nuclear del par AM2238- 575 perteneciente al grupo 1 (DP97). El panel de la izquierda corresponde a la componente principal del par y el de la derecha al de la componente secundaria.	9
2.2	Espectro óptico de la región nuclear del par AM2105-332 que pertenece al grupo 2 (DP97). El panel de la izquierda corresponde a la componente principal del par y el de la derecha al de la componente secundaria.	10
2.3	Espectro óptico de la región nuclear del par AM2058-381 que pertenece al grupo3 (DP97). El panel de la izquierda corresponde a la componente principal del par y el de la derecha al de la componente secundaria.	11
2.4	Espectro óptico de la región nuclear del par AM2322-821 que pertenece al grupo 4 (DP97). El panel de la izquierda corresponde a la componente principal del par y el de la derecha al de la componente secundaria.	12
3.1	Imagen en el filtro B de la estrella estándar ltt7379.	15
3.2	Ajuste lineal entre la magnitud instrumental y la magnitud estándar de las estrellas de calibración en los tres filtros.	17
3.3	Perfil de transmisión ([%]) en función de la longitud de onda ([Å]) para los filtros de banda ancha B, V e I y para el filtro interferencial 6693/76.	19
3.4	Espectro de la galaxia AM2030-303 centrado en los 6800 Å y normalizado al máximo de emisión de la línea $H\alpha$; se superponen las curvas de transmisión relativa de los filtros interferenciales 6693/78 y 6826/76.	20
5.1	AM1256-433. Componente principal (A), componente secundaria (B). Paneles 1a) imagen B y 1b) imagen ($B - V$). Norte hacia arriba y Este hacia la izquierda. El campo es 200 x 200 segundos de arco.	37
5.2	AM1256-433. Paneles 1c) imagen ($B - I$) y 1d) imagen ($V - I$). Norte hacia arriba y Este hacia la izquierda. El campo es 200 x 200 segundos de arco.	38

5.3	AM1256-433. Paneles 1e) y 1f) Perfiles de luminosidad superficial de la componente primaria y secundaria del par: B (abajo), V (medio), I (arriba). La línea sólida indica el ajuste bulbo más disco; la línea cortada, el ajuste de la componente bulbo y la línea punteada el ajuste de la componente exponencial. Los paneles inferiores presentan los perfiles de los colores ($B - V$) y ($V - I$).	39
5.4	AM1256-433. Paneles 1g) imagen $H\alpha$ sin continuo y 1h) identificación de las regiones HII. Norte hacia arriba y Este hacia la izquierda. El campo es 200 x 200 segundos de arco.	40
5.5	AM1401-324. Igual que en Figura 5.1.	42
5.6	AM1401-324. Igual que en Figura 5.2.	43
5.7	AM1401-324. Igual que en Figura 5.3.	44
5.8	AM1401-324. Igual que en Figura 5.4.	45
5.9	AM1448-262. Igual que en Figura 5.1.	47
5.10	AM1448-262. Igual que en Figura 5.2.	48
5.11	AM1448-262. Igual que en Figura 5.3.	49
5.12	AM1448-262. Igual que en Figura 5.4.	50
5.13	AM2030-303. Igual que en Figura 5.1.	52
5.14	AM2030-303. Igual que en Figura 5.2.	53
5.15	AM2030-303. Igual que en Figura 5.3.	54
5.16	AM2030-303. Igual que en Figura 5.4.	55
5.17	AM2058-381. Igual que en Figura 5.1.	57
5.18	AM2058-381. Igual que en Figura 5.2.	58
5.19	AM2058-381. Igual que en Figura 5.3.	59
5.20	AM2058-381. Igual que en Figura 5.4.	60
5.21	AM2105-332. Igual que en Figura 5.1.	62
5.22	AM2105-332. Igual que en Figura 5.2.	63
5.23	AM2105-332. Igual que en Figura 5.3.	64
5.24	AM2105-332. Igual que en Figura 5.4.	65
5.25	AM2229-735. Igual que en Figura 5.1.	67
5.26	AM2229-735. Igual que en Figura 5.2.	68
5.27	AM2229-735. Igual que en Figura 5.3.	69
5.28	AM2229-735. Igual que en Figura 5.4.	70
5.29	AM2238-575. Igual que en Figura 5.1.	72
5.30	AM2238-575. Igual que en Figura 5.3.	73
5.31	AM2238-575. Igual que en Figura 5.3.	74
5.32	AM2238-575. Igual que en Figura 5.4.	75
5.33	AM2306-721. Igual que en Figura 5.1.	78
5.34	AM2306-721. Igual que en Figura 5.2.	79
5.35	AM2306-721. Igual que en Figura 5.3.	80
5.36	AM2306-721. Igual que en Figura 5.4.	81
5.37	AM2322-821. Igual que en Figura 5.1.	84

5.38	AM2322-821. Igual que en Figura 5.2.	85
5.39	AM2322-821. Igual que en Figura 5.3.	86
5.40	AM2322-821. Igual que en Figura 5.4.	87
5.41	AM2330-451. Igual que en Figura 5.1.	89
5.42	AM2330-451. Igual que en Figura 5.2.	90
5.43	AM2330-451. Igual que en Figura 5.3.	91
5.44	AM2330-451. Igual que en Figura 5.4.	92
6.1	Distribución en magnitud para cada componente. La línea continua corresponde a la componente primaria, la línea discontinua corresponde a la componente secundaria.	96
6.2	Distribución de la diferencia de magnitud (ΔM_B) entre las componentes del par.	97
6.3	Correlación entre la diferencia de magnitudes de las componentes (ΔM_B) vs. el cociente de los diámetros mayores de cada componente ($D(p)/d(s)$). La línea continua: ajuste por cuadrados mínimos, las líneas discontinuas: dispersión estándar del ajuste (1σ).	98
6.4	Diagrama color-color de las componentes de la muestra. Los puntos cuadrados corresponden a la componente primaria y los triángulos corresponden a la componente secundaria. En el extremo inferior izquierdo se presentan los colores medios de una RHII de 10^6 años. Las cruces en el centro del diagrama corresponden a los valores medios de color y dispersión de galaxias normales aisladas de tipo morfológico Sa (arriba derecha) y Sc (abajo izquierda).	101
6.5	Magnitud superficial central del disco corregida por inclinación y opacidad b_0^c ($[mag \text{ arcsec}^{-2}]$) en función de la longitud lineal de escala corregida por inclinación d_s^c ($[kpc]$) de la componente primaria. La línea entrecortada indica la distribución de discos de galaxias ubicadas de frente con magnitud $M_B = -17.5 \text{ mag}$ (Lu 1998). La curva sólida indica el límite de detectabilidad de galaxias ubicadas de frente localizadas al máximo de distancia de la muestra.	104
6.6	Magnitud superficial central del disco corregida por inclinación y opacidad b_0^c ($[mag \text{ arcsec}^{-2}]$) en función de la longitud lineal de escala corregida por inclinación d_s ($[kpc]$) de la componente secundaria. La línea entrecortada indica la distribución de discos de galaxia ubicadas de frente con magnitud $M_B = -17.5 \text{ mag}$ (Lu 1998). La curva sólida indica el límite de detectabilidad de galaxias ubicadas de frente, localizadas al máximo de distancia de la muestra.	105
6.7	Magnitud superficial central del disco b_0 ($[mag \text{ arcsec}^{-2}]$) en función de la longitud lineal de escala d_s ($[kpc]$) de la componente primaria. Las líneas unen los discos para cada galaxia en los filtros B, V e I. . .	106

6.8	Magnitud superficial central del disco b_0 ($[mag \text{ arcsec}^{-2}]$) en función de la longitud lineal de escala d_s ($[kpc]$) de la componente secundaria. Las líneas unen los discos para cada galaxia en los filtros B, V e I. . .	107
7.1	Gráfico de la edad, en 10^6 años, versus la distancia relativa al centro de la galaxia. Los puntos triangulares corresponden a regiones de formación estelar (RHII) en la componente primaria y los puntos estrellados, a RHII de la componente secundaria.	111
7.2	Gráfico del logaritmo de la luminosidad en $H\alpha + [NII]$, en unidades de $erg \text{ s}^{-1}$, versus la distancia relativa al centro de la galaxia. Los puntos triangulares corresponden a regiones de formación estelar (RHII) en la componente primaria y los puntos estrellados, a RHII de la componente secundaria.	112
7.3	Función de luminosidad de las RHII de la muestra completa. La línea sólida corresponde al ajuste de una ley de potencia con índice $\alpha = -1.33$; la línea discontinua corresponde al ajuste con pendiente $\alpha = -1.9$ encontrado por Crocker et al. (1996) para RHII en galaxias anilladas.	115
7.4	Luminosidad $H\alpha + [NII]$ como función del radio equivalente. Las regiones de formación estelar para la componente primaria y secundaria están representadas por puntos triangulares y estrellas, respectivamente. La línea sólida es el ajuste lineal por cuadrados mínimos y las líneas discontinuas, la desviación estándar del ajuste (1σ).	117
7.5	Distribución de luminosidad de las regiones de formación estelar de la muestra. TDGs - Galaxias Enanas Tidales; CHIIG - Complejos HII Gigantes; SCE - Super Cúmulos Estelares	120
7.6	Distribución de luminosidad $H\alpha$ de las regiones de formación estelar de la muestra (trazo discontinuo) y de la muestra de Temporin (2003) (trazo continuo y sombreado). Las flechas horizontales indican el límite en luminosidad $H\alpha$ de RHII en galaxias normales según su tipo morfológico.	121
7.7	Distribución de la formación estelar estimada de la luminosidad $H\alpha$ para las RHII de la muestra (trazo discontinuo) y para las RHII de la muestra de Temporin (2003) (continuo y sombreado).	123
7.8	Distribución de la formación estelar “global” estimada de la luminosidad $H\alpha$ de las galaxias de la muestra.	124

Lista de Tablas

9.1	Principal información sobre los pares de la muestra. Datos extraídos de la base NED	132
9.2	Filtros de banda angosta utilizados para observar el continuo y la línea de emisión $H\alpha$	132
9.3	Datos fotométricos: Observaciones	133
9.4	Estrellas estándar de calibración: Datos fotométricos	134
9.5	Magnitud B, exceso de color, colores integrados B-V y V-I, magnitud absoluta M_B , diámetro mayor (D) y diámetro menor (d) de cada componente y la separación angular ($\Delta\theta$) de los centros galácticos. . .	135
9.6	Regiones HII: Posición, radio equivalente, magnitud, colores, luminosidad (\mathcal{L}), ancho equivalente (EW) y edad	136
9.7	Parámetros del disco y bulbo en los filtros B, V e I	141
9.8	Regiones HII candidatas a Galaxias Enanas Tadales: Región, galaxia Arp, magnitud absoluta azul, colores integrados, luminosidad $H\alpha$, número de fotones ionizantes $H\alpha$, edad, tasa de formación estelar. . .	142

AGRADECIMIENTOS

Quiero agradecer a mucha gente y la lista puede ser larga; espero de no olvidarme de ninguno, en tal caso, al que le toque sepa disculpar, los años no vienen solos.

A Miriani, no hace falta dar muchas explicaciones.

Al IATE entero, a los nuevos, a los viejos, a los que están cerca y lejos.

Al tocayo por el apoyo que en innumerable veces me dio. Por su fuerza, sus ganas de hacer cosas, así el IATE crece día a día.

A Mary que dentro de poco nos abandona, el Iate no será lo mismo; ¡Mary no te mueras nunca!

A Mirta, otro pilar fuerte del Iate.

Carlos “pelón” Donzelli por cosas varias. ¡A ver si te pones las pilas!

Herr Muriel, el inflexible.

Carlos V, cuervo sufrido.

A Máximo Merchan, con su cara de vikingo a punto de entrar en batalla, siempre bien dispuesto en cuestiones informáticas “Che Manolín cómo hago...”

Julián bostero amigo, por sus noches de libertadores y cerveza (dale bo dale bo dale bo!!!). Tu pasado te condena.... nadie es perfecto.

Ariel Z, pirata fiel, con él somos los únicos sobrevivientes del imperio de kosovo.

A mi vecina “Iudite” fiel al fútbol, mate, truco y birra.

Mardom, fuerza macho, no te toca nada fácil, pero ninguna cuesta es muy empinada para no poder subirla.

Al pequeño Maxi por sus aportes en CD.

Ariel S, Euge, Marcelo, Lauras x3, Valeria, Ximena, Rubén, Pablo, Carlos, etc. etc. etc.

A los extranjeros Vicky, Mario, Nati y en especial a Nelsiten, nunca me olvidaré que una vez te jugaste por mí; casi sin conocerme, hiciste algo que pocos hacen. Para vos también muchas gracias.

A Alberto, Sonia y a varios del Dpto. de Astronomía de Porto Alegre, que me dieron una mano y donde siempre fui bien recibido.

A TODOS MUCHAS GRACIAS y... que Dios se lo pague.

SIMBOLOGÍA y ABREVIATURAS

2dFGRS = Two Degree Field Galaxy Redshift Survey.

A2004 = Arribas et al. 2004.

arcsec = segundo de arco.

b_0 = magnitud superficial central observada.

b_0^c = magnitud superficial central observada corregida por inclinación y opacidad.

CCD = Charge-Coupled Device.

CTIO = Cerro Tololo Inter-American Observatory.

cz = redshift.

D = semieje mayor de la galaxia.

d = semieje menor de la galaxia.

d_l = longitud de escala de disco en segundos de arco.

d_s = longitud de escala del disco en kpc .

d_s^c = longitud de escala del disco en kpc corregido por inclinación.

DP97 = Donzelli & Pastoriza, 1997.

EW = Equivalent Width.

e = excentricidad de la galaxia.

FWHM = Full Width at Half Maximum.

Giga = 10^9 .

H_0 = constante de Hubble.

I_d = intensidad central del disco.

I_e = intensidad a un radio efectivo.

$I(m)$ = intensidad de magnitud m .

IMF = Initial Mass Function.

IR = infrared.

IRAF = Image Reduction and Analysis Facility.

IRAS = Infrared Astronomical Satellite

K = corrección por opacidad.

\mathcal{L} = Luminosidad.

Myr = millón de años.

m_0 = brillo superficial central.

m_e = brillo superficial efectivo.

$N_f(H\alpha)$ = número de fotones ionizantes $H\alpha$.

NED = NASA/IPAC Extragalactic Database.

PDB99 = Pastoriza, Donzelli & Bonatto, 1999.

r_d = distancia a la galaxia.

r_{eff} = radio efectivo.

r_{eq} = radio equivalente.

RC3 = Third Reference Catalogue of Bright Galaxies.

RHII = regiones HII o regiones de formación estelar

S(m) = área encerrada por la isofota de magnitud m.

S1998 = Surace et al. 1998.

SD2000 = Schwarzkopf & Dettmar 2000.

SF = Star Formation.

SFR = Star Formation Rates.

seeing = perturbación atmosférica.

TDG = Tidal Dwarf Galaxy.

UGC = Uppsala General Catalogue.

ULIRG = Ultraluminous Infrared Galaxy.

UV = ultravioleta.

VLIRG = Very Luminous Infrared Galaxy.

V_r = Velocidad radial

warp = deformación en el extremo del disco.