

Espectroscopía y Fotometría de Galaxias Peculiares

Sistemas de tipo M51

por Guillermo I. Günthardt

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

Octubre, 2008

©FaMAF – UNC 2008

Director: Rubén J. Díaz

*A mi esposa Silvia y a mi hijo Nicolás;
y a mis padres y abuelos.*

98.65. At. Interacting Galaxies
Galaxy Mergers
Collisions
Tidal interactions

98.58.Ag. Abundances

98.62.Dm. kinematics
dynamics

Resumen

En esta tesis doctoral se presenta el estudio espectroscópico y fotométrico de sistemas de galaxias que se hallan en estado de interacción gravitacional. Se han elegido principalmente sistemas peculiares del tipo M51, es decir, sistemas en los cuales la galaxia perturbadora, de menor masa, está ubicada cerca de uno de los brazos espirales de la galaxia primaria. Se obtuvo información fotométrica para una muestra de unos 70 sistemas de tipo M51, en el rango del cercano infrarrojo, utilizando diagramas color-color y se compararon los colores de este tipo de objetos con los de galaxias cercanas aisladas. Luego se derivaron resultados espectrofotométricos en el óptico de 13 de estos sistemas, a partir de unas 100 extracciones espectrales, para los que se determinaron los mecanismos de emisión dominantes en las regiones nucleares de las galaxias componentes y parámetros físicos como temperaturas electrónicas y densidades electrónicas del gas. También se obtuvieron distribuciones de abundancias, por lo general de oxígeno y se midieron los gradientes radiales de las mismas, los cuales resultaron estar distribuidos en un amplio rango, abarcando desde pronunciados gradientes, resultado de *starburst* nucleares, hasta gradientes más planos a lo largo de las barras. Se aportó además información sobre perfiles de emisión en $H\alpha$ y anchos equivalentes. Luego se estudió la cinemática de 20 sistemas de este tipo, a partir de un total de 1500 espectros individuales, con lo que se hizo un análisis cualitativo de las perturbaciones y se procedió a comparar las posiciones de ejes mayores fotométricos, con ejes cinemáticos, para los objetos que contasen con dos o más ángulos de posición medidos. Para algunas galaxias, se estimaron masas en aproximación kepleriana y además se estudió la relación Tully-Fisher, para ser comparada con la relación estándar.

. Hemos considerado otros sistemas de apariencia similar a los de tipo M51, en particular, estudiamos la cinemática de VV 723 y realizamos un estudio tanto espectrofotométrico como cinemático de VV 780.

Se han estudiado cuatro sistemas muy perturbados en su morfología y hemos inferido que tres de los sistemas se encontrarían en etapa de fusión intermedia de sus componentes. Para uno de estos sistemas, AM 1003-435, el más avanzado en el estadio de fusión, se hizo un estudio detallado y se obtuvo información espectrofotométrica de las regiones nucleares de ambas componentes y de zonas vecinas, así como de regiones de emisión pertenecientes al puente que vincula a los dos objetos. Se determinaron las distribuciones de abundancias de oxígeno y nitrógeno, junto con los perfiles y anchos equivalentes de $H\alpha$. Se midieron las velocidades radiales a lo largo de la dirección que une los dos objetos principales y se dedujeron masas, tanto a partir de la curva de velocidad, como a partir del ancho de los perfiles de líneas de absorción estelares. Se hicieron simulaciones numéricas del encuentro entre las dos componentes, para el gas y estrellas. Los resultados del experimento numérico se compararon con la configuración morfológica actual y se estimó el tiempo de fusión.

Abstract

For this thesis work, spectroscopic and photometric information of interacting galaxies are presented. For this purpose, M51-type peculiar galaxies have been selected and studied. These objects consist of a disturbing galaxy, of smaller mass, placed near the end of one of the main galaxy spiral arms.

We employed near infrared photometric data, belonging to a set of nearly 70 M51 type systems, and by using color-color plots, we compared their positions with nearby isolated galaxies.

Also, spectrophotometric results in the optical range have been derived from about 100 spectra of 13 M51-type systems. For their nuclear regions, the main excitation mechanisms were determined, together with their electronic temperatures and densities. We also obtained the oxygen abundance distributions, along their major axis, and also the abundance gradients were measured, which resulted to be distributed in a wide range, from steep gradients, consequence of nuclear starburst to shallow gradients, along bars. We present information of $H\alpha$ profiles and equivalent width along the main axis of both main and satellite galaxies.

After that, we studied the kinematics of 20 M51-type systems, from 1500 individual spectra extractions, which made possible to perform a qualitative analysis of the kinematic. For the objects with two or more position angles measured, their kinematic and photometric position angles were compared. For some galaxies, masses in keplerian approximation were derived and besides, we plot the Tully-Fisher relation, which has been compared with the standard relation for nearby isolated galaxies.

We also considered systems with morphology similar to that of M51 type galaxies, and, in particular, we studied the kinematics of VV 723 and also the kinematic and spectrophotometry of VV 780.

Four systems of galaxies with very disturbed morphology have been studied, and we have inferred that three of these systems would be involved in an intermediate process of merging. For one of them, AM 1003-435, with an advanced level of merging, a detailed study was made. We obtained spectrophotometric information of the nuclear zones, together with neighboring zones, and for the bridge that connects the main components. Oxygen and nitrogen abundances distributions are shown, together with $H\alpha$ profiles and $H\alpha$ equivalent widths. Along both nuclear regions, the radial velocity curve was measured, and masses were estimated using both this curve and from the stellar absorption lines of the spectra. Numerical simulations of the encounter between both components were obtained, for stars and for the interstellar gas. The results of the experiment have been compared with the actual configuration, and an estimation of the merging time was derived.

ÍNDICE DE CONTENIDO

CAPÍTULO I.

<i>Interacciones de galaxias – Introducción.</i>	12
---	----

CAPÍTULO II.

<i>Sistemas peculiares de tipo M51.</i>	19
--	----

II.1.1. Introducción.	19
II.1.2. <i>Starbursts</i> en galaxias barreadas.	24
II.1.2.3. Formación estelar inducida en los extremos de la barra.	25
II.1.3. Referencias.	28

II.2. Sistemas peculiares de tipo M51 en el cercano infrarrojo.	29
--	----

II.2.1. Introducción.	29
II.2.2. Selección de objetos de la muestra.	34
II.2.3. Fotometría superficial en el cercano infrarrojo.	43
II.2.4. Referencias.	55

II.3. Muestra Espectrofotométrica.	56
---	----

II.3.1. Observaciones.	56
II.3.2. Determinaciones de abundancias y condiciones físicas.	57
II.3.3. Análisis individual de los objetos.	58

AM 0459-340	58
-------------	----

VV 410	64
--------	----

NGC 646	81
---------	----

NGC 341	86
---------	----

NGC 5534	90
----------	----

VV 16	97
-------	----

AM2214-524	102
------------	-----

AM 0403-604	106
AM 2256-304	108
ARP 54	111
AM 0037-305	113
NGC 151	115
NGC 633	117
II.3.4. Distribución espacial de la intensidad en H α .	122
II.3.5. Anchos equivalentes.	123
II.3.6. Abundancias.	124
II.3.7. Análisis de los resultados.	127
II.3.8. Referencias.	130
II.4. Catálogo cinemático de sistemas de tipo M 51.	132
II.4.1. Observaciones.	132
II.4.2. Características generales de los objetos de la muestra.	133
II.4.3. Catálogo.	139
NGC 633	186
ARP 54	187
AM 0327-285	187
AM 0403-604	188
AM 0430-285	188
AM 0458-250	189
AM 0459-340	189
ESO 362-IG01	190
AM 0639-582	190
VV 410	190
VV 350	191

NGC 4188	191
AM 1304-333	192
AM 1325-274	192
AM 1427-432	192
VV 452	193
AM 1955-570	193
AM 2058-381	194
AM 2105-332	194
AM 2256-304	195
II.4.4. Análisis de las distribuciones de velocidades.	196
II.4.5. Comparación entre ejes mayores cinemáticos y fotométricos.	196
II.4.6. Determinaciones de masas.	199
II.4.7. Relación de Tully-Fisher.	201
II.4.8. Conclusiones.	204
II.4.9. Referencias.	206
II.5. Sistemas de tipo M51. Anexo	207
II.5.1. VV 723, ¿un sistema de tipo M 51 doble?	207
II.5.1.1. Referencias.	208
II.5.2. El sistema en interacción VV 780.	209
II.5.2.1. Conclusiones.	215
II.5.2.1. Referencias.	215

CAPÍTULO III.

<i>Sistemas en etapas intermedias del proceso de fusión.</i>	216
III.1. NGC 7650.	217
III.1.1. Comentarios.	221
III.2. NGC 7130 .	222

III.3. IRAS 04315-0840 (NGC 1614). 226

III.5. Referencias. 230

CAPÍTULO IV.

Fusiones de galaxias 231

Propiedades espectroscópicas y evolución dinámica del sistema AM 1003-435. 232

IV.1. Introducción. 232

IV. 2. Observaciones y reducciones. 232

IV.3. Espectroscopía. 234

IV.3.1. Abundancias relativas de Oxígeno y Nitrógeno, densidades electrónicas y temperaturas. 234

IV.3.2. Anchos equivalentes. 240

IV.3.3. Luminosidades. 241

IV. 3.4. Velocidades Radiales. 242

IV. 4. Modelo del encuentro. 246

IV. 5. Conclusiones. 250

IV.6. Referencias. 252

Conclusiones generales. 254

Apéndice I.

Publicaciones del autor en revistas internacionales con referato. 257

Agradecimientos. 258

Capítulo I

INTERACCIONES DE GALAXIAS – INTRODUCCIÓN.

Las galaxias alguna vez fueron consideradas por los astrónomos como objetos aislados, algo así como “universos-islas”, los cuales prácticamente no presentaban procesos de evolución. Esta visión ha cambiado sustancialmente en las últimas décadas. En la actualidad se piensa que los procesos de evolución son muy importantes, incluso para sistemas aislados y no perturbados y más aún, que la mayoría de las galaxias son afectadas profundamente por el medio ambiente. Se piensa que la mayor parte de las galaxias experimentan varias colisiones o interacciones de marea durante su tiempo de vida, procesos que alteran la estructura y que aceleran su evolución. Las colisiones e interacciones serían una de las principales responsables de la evolución en las galaxias.

Se entiende por el término “colisión galáctica”, a cualquier encuentro cercano que tenga un efecto significativo en una de las galaxias involucradas. Las fuerzas gravitacionales de marea son las responsables de los efectos más importantes. Estas fuerzas son capaces de generar efectos espectaculares aunque las partes visibles de las dos galaxias, en su máximo acercamiento no lleguen a superponerse. Sin embargo, casi todas las interacciones significativas involucran la intersección de los halos oscuros de las galaxias individuales.

Las colisiones galácticas involucran una tremenda cantidad de energía. Dos objetos con masas del orden de $10^{12} M_{\odot}$, que se encuentran con velocidades relativas típicas de 300 km/s, involucran una energía de colisión de 10^{53} J, energía equivalente a 10^{8-9} supernovas. Estas colisiones son extremadamente lentas, para los parámetros terrestres, con escalas temporales típicas de 3×10^8 años.

Un aspecto notorio es que en las colisiones galácticas la materia involucrada no colisiona estrictamente. En primer lugar, la mayor parte de la masa en una galaxia típica consiste de “materia oscura no colisional”, por lo tanto, la materia oscura de la galaxia compañera pasa a través de la otra galaxia sin más efecto que el de fuerzas gravitacionales colectivas. Además, existe una probabilidad extremadamente baja de colisiones directas entre estrellas.

En los estudios de clasificación de galaxias, se descubrieron objetos que no encajaban en ninguna de las categorías de la clasificación de Hubble, cuyas morfologías eran descritas como “inusuales”, “extrañas” o “peculiares”. En los últimos años se demostró que mientras la clasificación “peculiar” contenía una amplia variedad de objetos, incluía galaxias distorsionadas por colisiones. Edwin Hubble incluyó algunas de estas galaxias en la categoría “irregular”, aunque los describía como “objetos muy peculiares” (1958). Como ejemplos cita a NGC 5363, NGC 1275 y M82.

Holmberg presenta en el año 1941 los primeros modelos de interacciones de galaxias. La técnica empleada por Holmberg consistía en una computadora analógica constituida por lámparas y células fotoeléctricas. La caída de la intensidad luminosa como $1/r^2$ representaba las fuerzas gravitacionales. En la actualidad esto sería equivalente a una simulación de N-cuerpos con $N=37$ por galaxia (total de 74) y una pobre resolución temporal. Sin embargo se confirmaban las deformaciones de marea. Este logro, junto con el trabajo de Holmberg en 1940, puede ser considerado como los inicios de la teoría de colisiones galácticas.

Una década más tarde Spitzer & Baade en el año 1951, extendieron el trabajo de Holmberg, considerando la remoción del gas interestelar en colisiones de alta velocidad, lo cual debería ser común en cúmulos de galaxias densos. En 1954, Baade & Minkowski anunciaron el descubrimiento de que la radiofuente "Cygnus A" es un objeto extragaláctico constituido por dos galaxias en "colisión". Más tarde se determinaría que otras radiofuentes brillantes también resultarían ser sistemas en colisión. Muchas de estas galaxias involucradas en procesos de colisión fueron descubiertas al azar, cuando áreas seleccionadas o "nebulosas" individuales de tipo desconocido fueron observadas con grandes telescopios. Muchas de estas "nebulosas" provienen del "*New General Catalog*" de Dreyer (NGC). No se realizaron programas de búsquedas sistemáticos de observaciones antes del *survey* fotográfico de Shapley-Ames. Shapley estaba impresionado con algunas de las formas descubiertas, como NGC 4027 y NGC 4038/9 ("La Antena"). Zwicky descubre en 1941 la galaxia anillo "Rueda de Carreta" o "*Cartwheel*". Zwicky estaba muy interesado en galaxias "interconectadas", realizó sus propios relevamientos y una gran cantidad de descubrimientos. Sin embargo, fue con la concreción del relevamiento de todo el cielo de Palomar, que fue posible realizar nuevas búsquedas capaces de descubrir numerosos objetos "extraños". Halton Arp realizó su búsqueda de galaxias peculiares en el *survey* de Palomar, y publicó su ahora famoso Atlas (Arp 1966). Vorontsov-Velyaminov y colaboradores llevaron a cabo un proyecto similar, mientras que Arp y Madore en el año 1987 extendieron el "survey" al hemisferio sur, con muchos más objetos incorporados.

En lo que respecta al aspecto teórico, el mayor impacto fue el de los hermanos Toomre (1972,1974), quienes utilizaron aproximaciones restringidas de tres cuerpos para computar los efectos de las interacciones de marea sobre las órbitas de las estrellas del disco.

A mediados de los 70s, fue claro que muchos de los objetos morfológicamente peculiares podían ser explicados como resultado de interacciones de marea. También resultaba claro que eran "raras", en el sentido de que, por ejemplo, el catálogo "Galaxias y cúmulos de galaxias" de Zwicky de 1961, tenía unos 30000 objetos, mientras que el atlas de Arp contaba con 338 pares de galaxias o grupos.

Toomre & Toomre (1972) notaron que las colas y plumas observadas eran satisfactoriamente reproducidas en modelos que involucraban encuentros colisionales cercanos y que difícilmente serían el resultado de órbitas hiperbólicas al azar. Ellos argumentaban que esas colisiones se darían entre

galaxias con órbitas ligadas y excéntricas. Además sugirieron que las distorsiones de marea en gran escala se deben formar a expensas de energía orbital, por lo que ambas galaxias deben inevitablemente fusionarse. También notaron que la violenta agitación mecánica de un encuentro de marea cercano haría que se suministre hacia las regiones centrales gas interestelar, de su propio disco, o por acreción de la compañera y así disparar la actividad de formación estelar.

Un importante estudio de Larson & Tinsley (1978) confirmó la intensificación de la actividad estelar en galaxias interactuantes. Ellos estudiaron los colores de banda ancha UBV de galaxias del atlas de Arp, y los compararon con los de galaxias normales del atlas de Hubble (muestra de control). Realizaron modelos de evolución de la población estelar, con una variedad de historias de formación estelar, desde tasas de formación estelar constantes sobre 10^{10} años, a modelos de formación estelares en un corto brote de duración de 2×10^7 años. Los colores de los modelos de “brote” evolucionan significativamente en 10^9 años después del brote. Por lo tanto, se predicen grandes variaciones de color en galaxias donde han tenido lugar brotes de formación estelar recientes. Las galaxias normales poseen colores que son compatibles con una tasa de formación estelar decreciente con el tiempo. En contraste, las galaxias peculiares presentan una amplia dispersión en los colores. Esta dispersión principalmente está asociada con galaxias que evidencian interacciones de marea. Estos resultados proveen evidencia para un brote de formación estelar asociado con fenómenos dinámicos violentos. (Larson & Tinsley, 1978).

En los años que siguieron se obtuvo una gran cantidad de evidencia en un amplio rango de longitudes de onda que daban soporte a la conclusión de que las colisiones frecuentemente disparan una formación estelar intensificada, aunque existen excepciones.

En la actualidad existen evidencias abrumadoras, a partir de las observaciones y de los modelos numéricos, de que las colisiones pueden perturbar fuertemente la morfología y evolución de las galaxias involucradas, tanto por la “agitación” gravitacional directa, como por disparar la formación estelar violenta. Este último proceso involucra la conversión de grandes cantidades de gas en estrellas. Existe ahora importante evidencia que respalda la conjetura de los hermanos Toomre de que la mayoría de los encuentros colisionales son el preludio de eventuales fusiones de las galaxias. Toomre en 1977 notó que en muchos de los sistemas con conspicuas colas de marea los centros de las dos galaxias estaban muy cercanos. Este hecho y otros, sugerían que estas galaxias estaban cerca de la fusión. Toomre estimó que del orden del 10 % de las galaxias han participado alguna vez en sus vidas en un proceso de fusión mayor (*major merger*). Notando que este valor era cercano a la fracción de galaxias elípticas, y que la formación estelar inducida (además de otros procesos) tendería a cambiar a un remanente de la fusión a tipos morfológicos

de Hubble más temprano que el de sus galaxias predecesoras, especuló que la mayoría de las galaxias elípticas podrían formarse a partir de la fusión de galaxias espirales.

Las perturbaciones causadas por procesos de colisión se dan en un rango de intensidades, dependiendo de la masa y de cuán compactas son las galaxias involucradas y de la distancia de máxima aproximación entre las mismas. Existe un límite, donde una compañera de baja masa interacciona con una primaria masiva. Este caso es especialmente interesante, sobre todo para realizar estudios de la dinámica del gas interestelar y la formación estelar inducida, debido a que el disco de la primaria es perturbado, pero no “desarmada”, en un solo encuentro. En el otro extremo se encuentran las fusiones entre progenitores de masas similares. Se puede citar como ejemplo de detallados estudios fotométricos, espectrofotométricos y cinemáticos de sistemas en proceso de fusión, a los desarrollados por Estela Agüero y colaboradores; entre estos sistemas, podemos mencionar a ESO 296-IG11 (Agüero, Paolantonio & Günthardt, 1999), ESO 244-IG012 (Agüero, Paolantonio & Günthardt, 2000; Günthardt 1999) y AM 2049-691 (Agüero, Díaz & Paolantonio, 2001), en los que el grado de perturbación producido por estas interacciones, se ve reflejado en las asimétricas distribuciones de velocidades radiales observadas.

Los resultados de cualquier tipo de colisión dependen de la estructura de los halos de materia oscura, por lo tanto, al menos estadísticamente, la comparación de modelos y observaciones, puede suministrar información sobre estos halos.

Si se consideran encuentros en los que la compañera orbita en el plano del disco de la primaria y en el mismo sentido orbital que la rotación del disco y con el punto de mayor acercamiento generalmente ubicado fuera del disco (colisiones de tipo progrado), podría parecer extraño que este tipo de colisiones pudiesen producir una mayor perturbación tanto morfológica como cinemática que encuentros verticales y de frente (*head-on*), pero la perturbación de marea está sostenida durante un mayor tiempo en este caso. El resultado es la formación de grandes puentes, colas e intensas espirales. La gran galaxia *Whirlpool*, M51, es el prototipo de este tipo de colisiones. Es también una galaxia con un puente/cola conectada con una compañera.

Simulaciones más recientes permiten explicar estructuras causadas por los efectos de marea, como es el caso de los alabeos en los discos de las galaxias espirales. Díaz, R. J. et al. (2001), pudieron reproducir mediante experimentos numéricos, el alabeo observado en McL A, la galaxia mayor del objeto interactuante de Mc Leish. También encontraron un muy buen acuerdo entre las curvas de velocidades observadas y las que resultaron de las simulaciones numéricas.

Los sistemas binarios y las galaxias interactuantes proveen de un importante laboratorio para el estudio de muchas propiedades de las galaxias, desde distribuciones de masa y estimaciones de masas totales hasta formación estelar en ambientes perturbados.

Una propiedad fundamental de las órbitas relativas de dos galaxias que debería ejercer una fuerte influencia en la dinámica interna es el sentido orbital. Para una galaxia disco, se espera tener una diferencia notable entre las perturbaciones producidas por un compañero orbitando en sentido directo y las generadas por una galaxia que se mueva en sentido retrógrado. Sólo los encuentros directos producen brazos de marea extensos y bien organizados los cuales son usados como diagnósticos de interacciones. Encuentros retrógrados producen perturbaciones en el disco, pero debido a que el disco no es dinámicamente frío en el sistema de referencia del compañero, los resultados son grandes colas con forma de abanico y perturbaciones en pequeñas escalas del disco interior. Estas perturbaciones podrían reflejarse en el medio interestelar en diferentes propiedades de formación estelar de espirales con compañeros en órbitas directas y retrógradas.

Keel (1991) estudió una muestra de galaxias extraídas del catálogo de pares de galaxias de Karachentsev (1972,1987), restringiendo la selección a objetos en los que (1) la galaxia se pueda clasificar como espiral o posible espiral, con un cociente de semiejes $a/b < 0.5$; (2) el ángulo θ entre el eje mayor fotométrico proyectado y el compañero sea menor de 30° . (compañera cercana al plano del disco, en conjunción con criterio (3)); (3) diferencia de velocidad radial entre los núcleos en el rango 150-400 km/s (órbita no vista desde el polo y discriminando en contra de pares no físicos). Los criterios se ilustran en la siguiente figura:

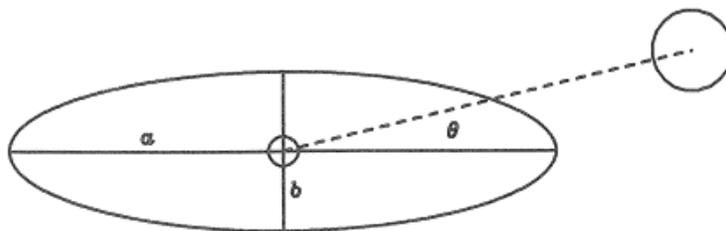


Figura I.1. Esquema extraído del trabajo de Keel (1991) en el que se describe el criterio de selección para un par en el cual es posible determinar si se trata de un encuentro directo o retrógrado. $b/a < 0.5$, $\theta < 30^\circ$ y $150 < |\Delta V| < 400$ km/s. Si la curva de rotación tiene un gradiente en la misma dirección que la diferencia de velocidades entre los núcleos galácticos, el encuentro es directo.

Según se aprecia en la figura I.2, una destacada segregación dinámica es evidente en las velocidades relativas de pares que contienen componentes directas o retrógradas. Las distribuciones de diferencias de velocidades radiales son significativamente diferentes.

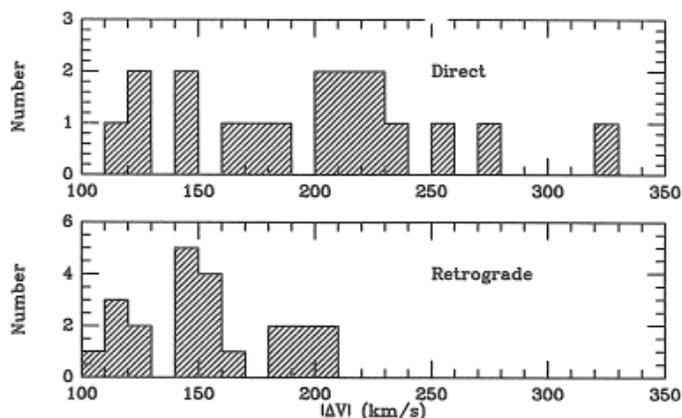


Figura I.2. Figura extraída de Keel (1991) en la que se comparan las distribuciones de velocidades relativas de los núcleos para las submuestras de encuentros directos y retrógrados.

Según W. Keel, una interpretación posible de la diferencias en velocidades relativas sistemáticas para órbitas directas y retrógradas, es que las dos clases de galaxias compañeras tendrían diferentes formas de órbitas características. Las velocidades de compañeros retrógrados serían consistentes con órbitas circulares, dadas las amplitudes de las curvas de rotación de estas galaxias, por lo que las compañeras en órbitas directas, estarían describiendo órbitas más excéntricas. Este autor menciona que las diferencias podrían originarse en la formación o en el proceso de evolución dinámica de estos objetos.

Nota: Para una descripción más amplia que la presentada en este capítulo, se recomienda consultar el excelente resumen de Struck, C. (1999).

REFERENCIAS

- Agüero, E. L., Paolantonio, S., & Günthardt, G. 1999, AJ, 117, 1151.
- Agüero, E. L., Paolantonio, S., & Günthardt, G. 2000, AJ, 119, 94.
- Arp, H. C. 1966, *“Atlas of Peculiar Galaxies”*, (Pasadena, California Institute of Technology).
- Arp, H. C., & Madore, B. F. 1987, *“Catalog of Southern Peculiar Galaxies and Associations”*, Vol. I and II, (Cambridge, Cambridge University Press).
- Baade, W., & Minkowski, R. 1954, ApJ, 119, 206.
- Díaz, R. J. et al., 2001, AJ, 19, 111.
- Günthardt, G. 1999, *“Trabajo Especial de Lic. en Astronomía”* (Famaf, UNC).
- Holmberg, E. 1941, ApJ, 94, 385.
- Hubble, E. 1958, *“The Realm of the Nebulae”*, (New York, Dover).
- Karachentsev, I. 1972, Soobsch. Spets. Astrofiz. Obs. 7, 3.
- Karachentsev, I. 1987, Dvoinye Galaktiki (Moscow:Nauka).
- Keel, W., 1991, ApJ, 375, L5.
- Larson, R. B., & Tinsley, B. M. 1978, ApJ, 219, 46.
- Spitzer, L., Jr., & Baade, W. 1951, ApJ, 113, 413.
- Struck, C., 1999, Phys. Rep, 321, 1.
- Toomre, A., & Toomre, J. 1972, ApJ, 178, 623.
- Toomre, A. 1974, en *“The Formation and Dynamics of Galaxies”*, (I.A.U. Symp. 58) ed. J. R. Shakeshaft (Dordrecht: Reidel) p. 347.
- Toomre, A. 1977, en *“Evolution of Galaxies and Stellar Populations”*, eds. B. M. Tinsley, B., & R. B. Larson (New Haven, Yale University Observatory), p 401.
- Zwicky, F. 1961, *“Catalogue of Galaxies and Clusters of Galaxies”*, California Institute of Technology, Pasadena.

Capítulo II

Sistemas Peculiares de tipo M 51.

II.1.1. Introducción.

Los sistemas de tipo M 51 son sistemas binarios que consisten en una galaxia espiral y una galaxia satélite relativamente más pequeña, ubicada en el extremo o cerca del extremo de uno de los brazos espirales de la componente principal.

Vorontsov-Velyaminov (VV) (1957) fue uno de los primeros astrónomos en notar que un interesante subconjunto de galaxias binarias están constituidas por una gran galaxia espiral y una compañera de menor tamaño ubicada cerca del extremo del brazo espiral de la primaria. VV (1975) seleccionó 160 de tales sistemas dobles de tipo M51. Muchos de ellos fueron incluidos en su *“Atlas of Interacting Galaxies”* (1977). VV (1957) supuso que estas galaxias no son el resultado de proyecciones accidentales sino que forman sistemas conectados físicamente. Sugirió que pequeñas compañeras eran formadas en las galaxias principales y luego eyectadas.

También Halton Arp estudió esta clase peculiar de galaxias dobles. Incluyó 54 de estos sistemas en su *“Atlas of Peculiar Galaxies”* (1966) y se incluyen como una categoría de peculiaridad en el catálogo de Arp & Madore (1987), *“A Catalogue of Southern Peculiar Galaxies and Associations”*. Arp especulaba que las compañeras pequeñas podrían haber sido eyectadas de las regiones nucleares de las galaxias progenitoras.

Un hito en el estudio de estos objetos, constituyó el estudio realizado por los hermanos Toomre (Toomre & Toomre, 1972), quienes pensaban que la apariencia de M51 es sólo una proyección accidental de la compañera más pequeña en el brazo espiral de la principal. En realidad, la galaxia satélite está ubicada a unos 11 kpc, alejada de la principal. Por medio de simulaciones numéricas con partículas de prueba encontraron que la satélite se mueve en una órbita “estirada”, casi perpendicular al plano de la galaxia principal.

Hasta el presente se conoce la masa, velocidades radiales, tipos morfológicos y datos infrarrojos de las galaxias principales de los sistemas de tipo M 51. Menos datos se conocen de las galaxias satélites debido a que son más débiles (magnitudes aparentes de hasta incluso 19), por lo que los objetos de tipo M 51, prácticamente han sido inexplorados desde el punto de vista observacional y teórico.

Es importante mencionar que los objetos de tipo M 51 representan algunos de los mejores laboratorios, para estudiar la influencia de pequeñas

compañeras en la estructura de las galaxias espirales, sobre la generación posible de brazos espirales de marea, inducción de brotes de formación estelar, perturbaciones cinemáticas, dinámicas, etc.

Realizamos ahora un resumen de catálogos donde podemos encontrar sistemas de tipo M51:

- MCG (1962-1968) Vorontsov-Velyaminov (VV). Este catálogo contiene ~ 30000 galaxias y es completo en magnitud B hasta 15.
- Vorontsov-Velyaminov (1975).
- “Atlas of Interacting Galaxies”, Vorontsov-Velyaminov (1977).

Fue precisamente Vorontsov-Velyaminov (1962-1968) quien obtuvo imágenes en el óptico de 150 objetos de este tipo.

Klimanov & Reshetnikov (2001) (K&R) seleccionaron 146 sistemas que fueron catalogados por VV como de tipo M 51. Ellos estimaron que en 74 objetos había una alta probabilidad de que la compañera fuese una región H II o una estrella de campo y finalmente seleccionan una muestra de 32 objetos clasificados como del tipo M 51.

Reshetnikov & Klimanov (2003) tienen en cuenta la posible influencia del ambiente y utilizan el parámetro de interacción adimensional:

$$Q=(d_c d_p)^{3/2} A^{-3} \text{ (Dahari 1984),}$$

siendo d_c el diámetro angular de la galaxia principal, D_p el diámetro angular de la galaxia más cercana y A es la separación angular. Este parámetro de interacción mide los efectos de marea y lo utilizaron para caracterizar un grado de aislamiento de galaxias de tipo M 51, por lo que la muestra no contiene sistemas con intensidad de interacción $Q_1 = \log Q > 0.8$. Este mismo criterio se utilizará para la selección de objetos de tipo M51 para ser estudiados en el presente trabajo.

La mayoría de las galaxias tienen cocientes de luminosidades de la satélite con respecto a la principal, entre 0.02 y 0.36 por lo que estos autores formularon el siguiente criterio:

“Las galaxias de tipo M51 son sistemas dobles con una compañera relativamente débil (con L_B entre 1/30 y 1/3 de la principal) cerca del extremo de uno de los brazos principales de la galaxia primaria.”

Según el criterio adoptado por K&R (2001), la separación proyectada debería ser menos de dos veces el diámetro de la principal. En cuanto a los tipos morfológicos, no se observan espirales tempranas (Sa o Sb) en la muestra de R&K (2003). Podría ser un efecto de selección debido a que se estarían

seleccionando galaxias con estructura espiral bien remarcada. En cuanto a la morfología, dominan las espirales de tipo “gran diseño” con dos brazos espirales, siendo aproximadamente el 75 % entre las de tipo M 51. También estudiaron la frecuencia de galaxias barreadas y llegaron a que el (56% \pm 13%) de las galaxias de la muestra son barreadas. Esta proporción excede la fracción de galaxias barreadas de campo, en el óptico (\sim 30 %) y es compatible con la fracción de galaxias barreadas entre sistemas dobles (Elmegreen et al 1990).

Las galaxias satélites en los sistemas de tipo M 51 están situadas cerca de los discos estelares de la galaxia principal. De acuerdo a Lin & Tremaine (1993) una estimación del tiempo de fusión del satélite es $t_{\text{fusión}} \approx (0.3-1) \times 10^9$ años, o menos de 0.1 del t_{Hubble} . Se podría pensar que tales sistemas no podrían existir durante mucho tiempo (más que varios periodos orbitales) y por lo tanto las galaxias satélites de los sistemas de tipo M 51 no pueden tener un origen común con la galaxia principal, y habrían sido capturados recientemente.

Pasha et al. (1988) sostenían la existencia de órbitas estacionarias casi circulares de satélites en sistemas dobles cerrados. De acuerdo a este trabajo el radio de la órbita estable se encuentra ubicado en un pequeño rango de $1.3 \pm 0.1 R$, donde R es el radio del disco estelar. K & R (2003) encuentran que el valor medio de separación angular/semieje mayor es cercano a este valor. Debido a la poca precisión de las mediciones y grandes dispersiones no se puede demostrar la existencia de órbitas estables estacionarias.

Los mencionados autores derivaron, a partir de datos de IRAS, las luminosidades en el lejano infrarrojo y a partir de las mismas, las tasas de formación estelar. Debido a la baja resolución de IRAS, la información corresponde a ambas galaxias. El promedio que encontraron para estos parámetros es $\langle L_{\text{FIR}} \rangle = 2.1 \times 10^{10} L_{\odot}$, para el sistema completo, es decir, sin separación entre las componentes del sistema. De este valor promedio de luminosidad, calcularon las tasas de formación estelar (*Star Formation Rate*) promedio, $\langle SFR \rangle = 11.0 M_{\odot}/\text{año}$. Teniendo en cuenta los cocientes de luminosidades en banda B, para ambas componentes, las tasas formación estelar promedio, para las galaxias principales es de $\langle SFR \rangle = 9.0 M_{\odot}/\text{año}$. Bushouse (1987) había obtenido, para su muestra de galaxias interactuantes, un valor cercano, de $\langle SFR \rangle = 7.2 M_{\odot}/\text{año}$. Al mismo tiempo, para su muestra de galaxias aisladas de comparación, los valores promedio de tasa de formación estelar resultaron ser 6 veces menores, por lo que Klimanov & Reshetnikov (2001) encuentran un incremento en la actividad de formación estelar en los sistemas de tipo M51, respecto a galaxias aisladas.

Klimanov et al. (2002) obtienen información cinemática de 12 sistemas de tipo M51 y junto a información cinemática provista por otros autores, de 8 sistemas más, analizaron los diferentes parámetros cinemáticos de 20 sistemas de tipo M51 (Reshetnikov & Klimanov, 2003). El promedio que encuentran para las magnitudes absolutas en banda B, correspondiente a las galaxias principales ($M_{\text{B,Ppal.}}$) de los 20 sistemas es de $-20.6^m \pm 0.3^m$. Son galaxias relativamente brillantes si se las compara con la luminosidad de la Vía Láctea.

$$\langle L_{B,\text{sat}} / L_{B,\text{ppal}} \rangle = 0.16^m \pm 0.04^m$$

$$\langle (b/a) \rangle_{\text{ppal.}} = 0.61^m \pm 0.04^m$$

$$\langle (b/a) \rangle_{\text{sat.}} = 0.66^m \pm 0.03^m$$

$\langle (V_{\text{max,ppal}}) \rangle_{\text{corregida por inclinación}} = \langle V_{\text{max}} \rangle = (190 \pm 19) \text{ km/s}$, donde V_{max} se refiere a la máxima velocidad rotacional.

Si se excluyen galaxias con $b/a > 0.7$ (prácticamente *face-on*),
 $\Rightarrow \langle V_{\text{max}} \rangle = (203 \pm 16) \text{ km/s}$ (12 pares).

$\langle \Delta V \rangle \sim (115 \pm 18) \text{ km/s}$, por lo que constituyen pares físicos.

Para una muestra de galaxias binarias con el plano de la órbita orientado al azar, relativo a la visual, la masa total es:

$M_{\text{orb}} = 32/(3 \pi) ((X \Delta V^2)/G)$ (Karachentsev 1987), donde X es la distancia proyectada y ΔV la diferencia de velocidades radiales sistemáticas entre galaxia principal y satélite.

Para la muestra de K&R, $\langle M_{\text{orb}} \rangle = (2.9 \pm 1.0) \times 10^{11} M_{\odot}$ (Masa total del sistema).

Utilizando las velocidades de rotación máximas y asumiendo que la curva de rotación dentro del radio óptico es plana, para una distribución esférica de masa, para la galaxia principal,

$$\langle M_{\text{ppal.}} \rangle = (1.6 \pm 0.4) \times 10^{11} M_{\odot}$$

$$\langle M_{\text{ppal}}/L_{\text{ppal}}(B) \rangle = 4.7 \pm 0.9 M_{\odot}/L_{\odot,B.}$$

El cociente de la masa orbital de sistemas de tipo M51 con respecto a la masa de la principal para los objetos considerados por los autores ya mencionados, es de 1.9 ± 0.5 . Dada la masa de la galaxia satélite,

Masa orbital del sistema/(masa de satélite + masa de la principal) $\cong 1.6$ (para una M/L fija y $\langle L_s/L_{\text{ppal.}} \rangle \sim 0.16$). Si la órbita de la galaxia satélite se asume elíptica en lugar de circular con $e = 0.7$ (Ghigna et al 1997) luego la masa orbital se incrementa por factor 1.5 (Karachentsev 1987).

(Masa orbital del sistema/(masa de satélite + masa de la principal)) se incrementa a un factor de 1.5 (a 2.4). Entonces se ha obtenido evidencia de halos oscuros moderados alrededor de galaxias brillantes dentro de $(1.5-2) R_{25}$.

En la figura II.1, figura 2 de K&R (2003), se grafica la velocidad orbital relativa de la galaxia satélite ($k = |\Delta V| / V_{\text{max}}$) vs. el cociente de luminosidad de la satélite con respecto a la principal (L_s/L_m). (V_{max} es la velocidad rotacional máxima de la galaxia principal).

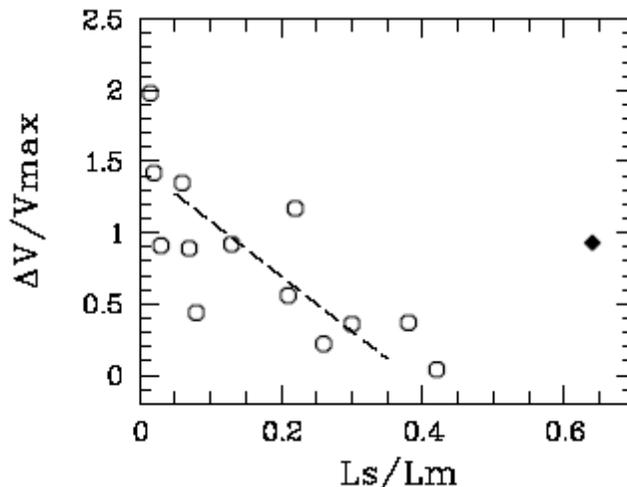


Figura II.1. velocidad orbital relativa de la galaxia satélite vs. el cociente de luminosidad de la satélite con respecto a la principal.

Si $k = |\Delta V| / V_{max} \sim 1 \Rightarrow$ la velocidad relativa de la satélite es aproximadamente igual a la velocidad de rotación del disco de la galaxia principal. Si $k \sim 0$ luego la velocidad observada de la satélite es cercana a la velocidad sistemática de la galaxia principal. La tendencia que se observa es que galaxias satélites relativamente más masivas, muestran menores valores de k . En la figura II.2, figura 3 de K&R (2003) el radio óptico de la galaxia satélite es graficado vs. la distancia lineal proyectada al centro de la galaxia principal. La línea rayada corresponde al radio de marea esperado de la satélite, como función de la distribución a la masa puntual (Binney & Tremaine 1987) y M_{sat}/M_{ppal} . se asume $1/3$. Se observa que las satélites satisfacen la restricción “de marea” impuesta sobre los tamaños. Esto es lo que se espera si el tamaño de la satélite está limitado por el efecto de marea de la galaxia principal.

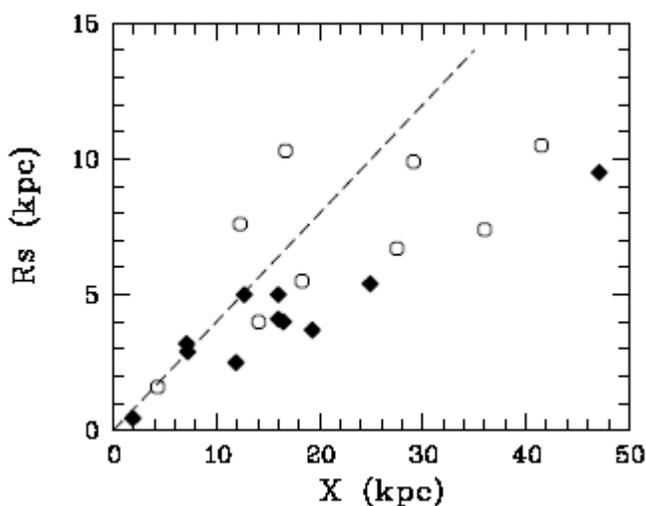


Figura II.2. radio óptico de la galaxia satélite es graficado vs. la distancia lineal proyectada al centro de la galaxia principal.

Los autores también analizaron la relación de Tully-Fisher para estos sistemas, pero este tema lo abordaremos en el capítulo que corresponde a la muestra cinemática de sistemas de tipo M51.

II.1.2. *Starbursts* en Galaxias Barreadas.

Como ya se mencionó, Klimanov & Reshetnikov (2001) encontraron que la proporción de galaxias barreadas en su muestra de galaxias de tipo M51 es significativa, por lo que repasaremos el rol que juegan las barras en las galaxias, sobre todo en lo que tiene que ver con la actividad de formación estelar.

Las galaxias masivas juegan un papel fundamental en la evolución química del Universo, debido a que son los únicos sistemas en los que se dan las condiciones necesarias para la formación de elementos pesados.

Un importante resultado es el descubrimiento de que las galaxias parecen seguir una relación Masa-Luminosidad (Zaritzky et al. 1994). Coziol et al (1997) verificaron que galaxias de núcleos *starburst* masivas (SBNGs) siguen la misma relación M-L.

Otro importante fenómeno es que la metalicidad del medio interestelar decrece hacia fuera (Vila-Costas & Edmunds 1992 y muchos otros), para lo cual se han propuesto diferentes hipótesis (Pagel 1989; Gotz & Köpen 1992) aunque la verificación es muy dificultosa, debido a la gran cantidad de parámetros y procesos involucrados en la formación de un gradiente de abundancias no están todavía bien comprendidos, tales como función de masa inicial (IMF), el *yield*, es decir, el suministro de elementos pesados debido a la evolución de estrellas masivas, los mecanismos y escalas temporales para la formación de halos, bulbos y discos, así como los posibles flujos entrantes (*infall*) y flujos salientes (*outflow*) de la materia. Simulaciones numéricas han mostrado, sin embargo, que un importante ingrediente para producir los gradientes de abundancias es una dependencia no lineal de la tasa de formación estelar con la densidad del gas ((Wise & Silk 1989; Gotz & Köpen 1992, Mollá et al 1996). Se ha sugerido que una vez que el gradiente fue establecido, la presencia de flujos de gas puede amplificarlo o reducirlo (Edmunds 1990; Gotz & Köpen 1992).

En un interesante trabajo llevado a cabo por Considère et al (2000), se realiza un estudio espectrofotométrico de una muestra de 16 galaxias Markarian *starburst* barreadas, siendo 9 de ellas aisladas y el resto en pares. Obtienen la distribución de abundancia de oxígeno y determinan los gradientes. Cuando Considère et al (2000) ajustan por cuadrados mínimos las distribuciones de abundancias, consideran dos regiones distintas:

- 1) Barra más núcleo.
- 2) Región fuera de la barra: disco.

Estiman también un gradiente global que se estima ajustando una recta a toda la extensión del gas ionizado.

De las tres categorías de gradientes de abundancia de oxígeno, el “global” es el más comparable con otros estudios. Los valores de gradientes que derivan para los gradientes global, sobre barra y disco son similares, siendo en promedio de ~ 0.11 dex/kpc. Lo que encuentran estos autores es que las galaxias *starburst* barreadas generalmente poseen gradientes más pronunciados que galaxias barreadas normales (Edmunds & Roy 1993; Zaritzky et al 1994). En promedio, los gradientes de galaxias *starburst* barreadas son incluso más pronunciados que los medidos por Edmunds & Roy (1993) en galaxias normales no barreadas de luminosidad comparable. Esto muestra que la abundancia de oxígeno en la muestra de galaxias *starburst* barreadas no está diluida por el efecto de mezcla de la barra. Examinando ahora las abundancias de oxígeno centrales se encuentra que éstos son en promedio menores en galaxias *starburst* barreadas que en galaxias normales sin barra. Debido a que los gradientes de abundancias globales en galaxias *starburst* barreadas son intensos, estas bajas abundancias centrales no pueden ser atribuidas a un efecto artificial de la barra, la cual habría disminuido la abundancia central de galaxias químicamente evolucionadas por dilución. Esto significa que las galaxias *starburst* de esta muestra poseen menores abundancias de oxígeno que las normales. Esto último está de acuerdo con resultados anteriores: SBNGs son químicamente menos evolucionadas que galaxias normales de luminosidad y morfología comparables.

II.1.2.3. Formación estelar inducida en los extremos de la barra.

Si se compara la distribución del gas ionizado con la abundancia de oxígeno, se encuentra no están frecuentemente correlacionados. Una actividad de formación estelar intensa no significa necesariamente una intensificación en la abundancia de oxígeno, como por ejemplo en las regiones de formación estelar extranucleares de Mrk12 y Mrk 799. Estas regiones deben ser demasiado jóvenes (unos pocos millones de años) y sus estrellas masivas no han tenido tiempo suficiente para cambiar la abundancia química del medio. Cuando se encuentra, por otro lado, una región llena de gas ionizado, pero donde la abundancia es significativamente mayor (sería este el caso del sistema VV 410, el cual forma parte de los estudios desarrollados en esta tesis) se puede concluir que ésta debe ser una región donde la formación estelar ha sido estable durante un mayor periodo de tiempo. Los núcleos galácticos de la muestra de Considerere et al (2000) son lugares obvios para tales regiones de formación estelar. Los valores relativamente elevados de N/O y la alta proporción de estrellas de masa intermedia mezclados con el gas ionizado indican que la formación estelar persistió en estas regiones por un tiempo prolongado (unos pocos miles de millones de años).

No se encontró evidencia de que las barras disparen *starburst* en los centros de las galaxias de esta muestra. Sin embargo, éstas podrían haber inducido la formación estelar en los borde de la barra (Mrk 307, Mrk 332) y más

frecuentemente en un sólo borde. (Mrk12,13, 306, 545 y 799), como encontramos en el sistema estudiado por nosotros, VV 410. Este fenómeno podría deberse a “compresión del gas” en estas regiones (Roberts et al. 1979). La formación estelar inducida por la barra en los extremos ha incrementado en esos sitios la abundancia de oxígeno. El resultado es un gradiente de abundancia más suave a lo largo de la barra y uno más pronunciado en el disco. El enriquecimiento químico producido por formación estelar en estos puntos, siendo menor que el observado en el núcleo, sugiere que menores episodios de formación estelar suceden allí, o que ocurrieron recientemente. Estos autores concluyen que de todos los efectos posibles causados por la barra en la evolución de las galaxias *starburst*, el único plausible podría ser la formación estelar inducida en uno o ambos extremos de la barra.

Se ha obtenido evidencia de formación estelar intensificada en galaxias interactuantes utilizando diferentes técnicas. Sin embargo, cuando Bergvall et al. (2003) comparan muestras de galaxias interactuantes y aisladas, encuentran un exceso de actividad formación estelar mas bien moderada en los centros de galaxias interactuantes. Telles & Terlevich (1995) han argumentado que incluso las galaxias H II, consideradas como los mejores candidatos para *starbursts* inducidos por fuerzas de marea, son difícilmente disparadas por interacciones. En vez de esto, parece que para que se produzca una intensificación de la formación estelar inducida por encuentros galácticos, se necesitan configuraciones particulares especiales en lo que se refiere a las perturbaciones y discos galácticos. Detallados modelos de N-cuerpos de pares de galaxias proveen de valiosa información de sus probables características orbitales. Por ejemplo, las simulaciones de estos autores para Arp 86 (NGC 7753/7752) (Salo & Laurikainen 1993) y M51 (NGC 5194/5195) (Salo & Laurikainen, 1997a) sugieren que puede tener lugar una significativa transferencia de masa, pero sólo en condiciones orbitales favorables. Los flujos de masa ocurren en episodios luego del cruce del disco de la galaxia principal, y pueden inducir un *starburst* nuclear en la compañera si suficiente masa es acreta. En el caso de Arp 86 la baja inclinación orbital favorece la acreción de masa, mientras que la compañera de M 51, con una órbita casi perpendicular, se espera que sea inactiva. Este escenario es consistente con observaciones realizadas en H α , las cuales muestran un *starburst* reciente en NGC 7752, pero no en NGC 5195. Los modelos de estos autores predicen actuales órbitas ligadas y varias revoluciones orbitales dentro del halo de la galaxia principal antes de la fusión final. Ellos proponen que la mayoría de los pares de tipo M51 representan similares sistemas ligados gravitacionalmente, implicando que sus propiedades de formación estelar y patrones espirales se encuentran continuamente evolucionando durante el curso de la evolución orbital. En M51 los modelos sugieren que las perturbaciones de larga duración de la órbita ligada podrían haber inducido los brazos espirales internos fuertemente enroscados, que se observan en el cercano infrarrojo (Zaritsky et al. 1993).

La proporción relativamente alta de galaxias de tipo M51 que resultaron estar entre los objetos más activos en la formación de estrellas, es consistente con la formación estelar en una fase temprana de la interacción. La proporción de galaxias del catálogo de Arp & Madore (1987) que muestran tasas elevadas de formación estelar, es menor para objetos que presentan mayores evidencias morfológicas de interacciones de marea. Esto es compatible con la idea de que las escalas de tiempo de formación estelar son del orden de 10^8 años, mientras que las escalas de tiempo de interacciones de marea son de 10^9 años.

En el siguiente capítulo comenzamos la investigación de estos objetos, caracterizándolos en el cercano infrarrojo, rango que a la fecha no ha sido utilizado para el estudio de este tipo de galaxias peculiares.

II.1.3. Referencias.

- Arp, H., 1966, ApJS, 14, 123.
- Arp, H., & Madore, B. 1987, "A catalogue of Southern Peculiar Galaxies and Associations" (Cambridge: Cambridge Univ. Press).
- Balzano, V. 1983, ApJ, 268, 602.
- Bergvall, N. et al. 2003, A&A, 405, 31.
- Binney, J. & Tremaine, S. 1987, Galactic Dynamics (Cambridge University Press, Princeton).
- Bushouse, H., 1987, AJ, 320, 49.
- Considère, S., Coziol, R., Contini, T., & Davoust, E. 2000, A&A, 356, 89.
- Coziol, R., Contini, T., Davoust, E., & Considère, S., 1997, ApJ 481, L67.
- Dahari, O., 1984, AJ 89, 966.
- Edmunds M.G., 1990, MNRAS 246, 678.
- Edmunds M.G. & Roy J.-R., 1993, MNRAS 261, L17.
- Elmegreen, D. M., Elmegreen, B. G., & Bellin, A. D. 1990, ApJ 364, 415
- Ghigna, S., Moore, B., Governato, F. et al. 1998, MNRAS 300, 146.
- Gotz, M, Köpen, J. 1992, A&A 262,45.
- Karachentsev, I. D. 1987, Binary galaxies (Moscow, Nauka).
- Klimanov, S., & Reshetnikov, V., 2001, A&A 378, 428.
- Klimanov, S., & Reshetnikov, V., & Burenkov, A., 2002, Astronomy Letters, vol. 28, No. 9, p. 579.
- Lin, D., & Tremaine, S., 1983, ApJ 264, 364.
- Mollá M., Ferrini F., Díaz A.I., 1996, ApJ 466, 668.
- Pasha, I. I., Polyachenko, V. L., & Strelnikov, A. V., 1988, Pis'ma v AZh 14, 195.
- Pagel, B. 1989, RMxAA, 18, 161.
- Reshetnikov, V. & Klimanov, S., 2003, AstL 29, 429.
- Roberts W.W., Huntley J.M, van Albada G.D., 1979, ApJ 233, 67.
- Salo, H., & Laurikainen, E., 1993, ApJ 410, 586.
- Telles, E., & Terlevich, R., 1995, MNRAS 275, 1.
- Toomre, A, & Toomre, J., 1972, ApJ, 178, 623.
- Vila-Costas, M. B., & Edmunds, M. G., 1992, MNRAS 259, 121.
- Vorontsov-Velyaminov, B. A., 1957, AZh 34, 8.
- Vorontsov-Velyaminov, B. A. ,1975, AZh 52, 692.
- Vorontsov-Velyaminov, B. A., 1977, A&AS 28, 1.
- Wise, R., Silk, J. ,1989, ApJ 339, 700.
- Zaritsky, D., Rix, H., & Rieke, M., 1993, Nature, 364, 313.

II.2. Sistemas peculiares de tipo M51 en el infrarrojo cercano.

II.2.1. Introducción.

Se presenta en este capítulo, los resultados correspondientes al estudio de sistemas de tipo M51, en el infrarrojo cercano. Previamente, se hace un breve resumen teórico sobre astronomía en el infrarrojo.

En la siguiente tabla, se considera la división habitual en el infrarrojo, así como el rango de temperaturas de objetos que originan la emisión y los objetos usualmente estudiados en las longitudes de onda consideradas:

Tabla II.1			
REGION ESPECTRAL	RANGO DE LONGITUDES DE ONDA (μm)	RANGO DE TEMPERATURAS (Kelvin)	LO QUE VEMOS
Infrarrojo cercano	(0.7-1) a 5	740 a (3,000-5,200)	Estrellas frías rojas Gigantes rojas
Infrarrojo Medio	5 a (25-40)	(92.5-140) a 740	Planetas, cometas y asteroides Polvo calentado por luz estelar Discos protoplanetarios
Lejano Infrarrojo	(25-40) a (200-350)	(10.6-18.5) a (92.5-140)	Emisión del polvo frío Regiones centrales de galaxias Nubes moleculares muy frías

A medida que nos alejamos de la luz visible hacia longitudes de onda más grandes, entramos en la región infrarroja del espectro: las estrellas azules calientes, presentes claramente en las imágenes en luz visible, van desapareciendo, mientras que las estrellas más frías comienzan a ser detectadas. Las gigantes rojas más masivas y las enanas rojas de baja masa

dominan el infrarrojo cercano. El infrarrojo cercano es la región donde el polvo interestelar también es más transparente a la luz que en el óptico.



Figura II.3. Imagen en infrarrojo cercano hacia el Centro Galáctico.
(2MASS)

En la imagen de la figura II.3, el centro de nuestra galaxia se hace transparente en el infrarrojo cercano. La imagen muestra estrellas más rojas y frías, principalmente enanas rojas y gigantes rojas.

Las gigantes rojas son estrellas rojizas y naranjas a las que se les están acabando su combustible. Pueden expandirse hasta 100 veces su tamaño original y tener temperaturas que rondan los 2000 y 3500 grados Kelvin. Las gigantes rojas irradian más intensamente en el infrarrojo cercano.

Las enanas rojas son las estrellas más comunes de todas. Son mucho más pequeñas y frías que el Sol, con una temperatura de unos 3000 grados Kelvin, lo que significa que estas estrellas irradian fuertemente en el infrarrojo cercano. Muchas de estas estrellas son demasiado débiles para ser detectadas en luz visible y por ello fueron descubiertas por primera vez en el infrarrojo cercano.

En lo que respecta a las galaxias, son dos los efectos que hacen que las galaxias aparezcan rojas en la ventana de 1 a 2 μm :

- (1) Su luz está dominada por poblaciones estelares más viejas y más rojas (por. Ej., gigantes K y M)

- (2) su *redshift* tiende a transferir luz adicional en la ventana de 2 micras (para $z < 5$) realizando el flujo en la banda Ks, relativo al de la banda J. A esto último se lo llama la corrección "K".

La situación en el infrarrojo cercano es compleja. La emisión del polvo produce colores H-Ks más rojos, dejando los colores J-H prácticamente invariables. El enrojecimiento produce generalmente colores NIR más rojos y un brote de formación estelar produce colores más azules. La emisión del gas produce colores J-H más azules y colores H-K más rojos. Debido a la multiplicidad de fuentes de la emisión NIR y debido a que el rango completo de colores NIR de las poblaciones estelares es pequeño, los colores NIR por sí solos no son útiles para estimar las intensidades de los brotes formación estelar. En la figura II.4, se muestran los efectos mencionados sobre los colores en el infrarrojo cercano.

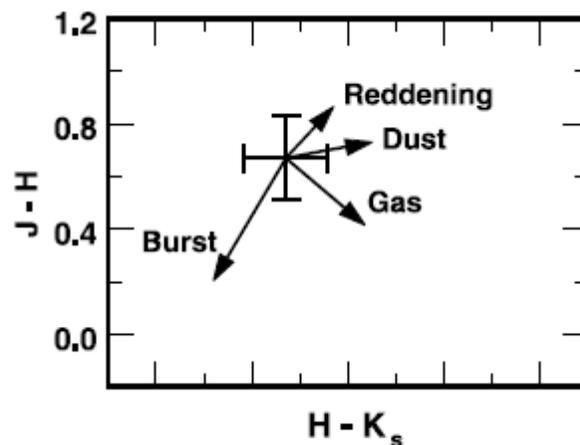


Figura II.4. Gráfico extraído de Geller et al. 2006, donde se muestran los diferentes efectos, mencionados en el texto, sobre los colores en el infrarrojo cercano.

En las figuras 1 a 5 del trabajo de T. Jarret (2000), se presentan distribuciones de colores infrarrojos de galaxias elípticas, galaxias espirales normales, espirales de transición normales-barreadas, espirales barreadas y otros tipos: compactas, enanas, irr/pec y AGN/Seyfert. Tipos tempranos a tardíos están ordenados de abajo hacia arriba. En promedio, las elípticas son levemente más rojas que las lenticulares. Para las espirales normales y de transición las diferencias en color no son estadísticamente significativas. Sin embargo, existe un incremento, de factor dos, en el histograma de dispersión, yendo de tipos tempranos (S0) a tipos tardíos (Sc). Esto se debe a lo mismo que sucede en los colores en el rango visible: los efectos de la formación estelar, donde una población más joven de estrellas y un incremento en la extinción producen una mayor dispersión en los colores de las galaxias tardías. Las galaxias barreadas presentan poca diferencia con las que no lo son, excepto por la presencia de una cola azul para tipos tardíos. Una población relativamente azul de espirales barreadas es consistente con formación estelar inducida por estructuras de barra

en gran escala. En general, los colores NIR en comparación con los colores ópticos (Odewahn & Aldering, 1995), presentan solo pequeños contrastes entre tipos morfológicos.

AGN y galaxias Seyfert exhiben un prominente sesgo rojo, de forma tal que tanto en H-K como en J-K los colores son típicamente 0.3 a 0.4 mag más rojos que, por ejemplo, en galaxias compactas. Las galaxias activas son intrínsecamente rojas en color, parcialmente debido a la importante extinción causada por el polvo, además del enrojecimiento cósmico debido a la expansión del Universo. Objetos extensos con colores 2MASS extremadamente rojos, J-K > 1.3, son buenos candidatos de galaxias activas.

En un interesante trabajo muy reciente, que realizaron Smith et al (2007), a partir de imágenes en el medio infrarrojo obtenidas con el “*Telescopio Espacial Spitzer*”, analizan los colores de una muestra de 35 objetos que evidencian distorsiones de marea y en los que se incluyeron 8 sistemas de tipo M51. Estos autores comparan los colores de esta muestra extraída del catálogo de Arp (1966) con los de una muestra “control” de galaxias “normales” cercanas del “*Spitzer Infrared Nearby Galaxies Survey (SINGS)*” (Kennicutt et al 2003; Dale et al 2005). No encuentran diferencias significativas entre las galaxias de Arp y las espirales en los colores [3.6] – [4.5]. En los colores [4.5] – [5.8] y [3.6] – [8.0] la media y mediana de los colores de discos de espirales y discos de objetos de Arp son similares. En contraste a lo encontrado para estas longitudes de onda más cortas, obtuvieron diferencias estadísticamente significativas en los colores [8.0] – [24.0], [3.6] – [24.0] y [5.8] – [8.0] entre las espirales y las galaxias de Arp. El subgrupo de galaxias de tipo M51 también presenta posibles diferencias con las espirales en estos colores, aunque es necesario tener en cuenta que la muestra es pequeña. También es importante destacar que los autores confeccionaron histogramas de los colores de las galaxias de Arp, distinguiendo entre las galaxias más y menos masivas en los pares, no encontrándose importantes diferencias. En la discusión que realizan los autores, señalan que las bandas en 3.6 μ y 4.5 μ están dominadas por la población estelar más vieja, mientras que en las otras bandas existe una contribución significativa de polvo interestelar calentado por estrellas jóvenes. Entonces los colores [3.6] – [4.5], [4.5] – [5.8] y [3.6] – [8.0] de la muestra de objetos interactuantes en etapa *premerger* no serían diferentes de los de galaxias normales. Sin embargo, los colores [8.0] – [24.0], [3.6] – [24.0] y [5.8] – [8.0] de las galaxias de Arp serían más rojos en promedio que los de las espirales, lo cual resulta compatible con resultados anteriores del satélite IRAS, que mostraban que los colores 12 – 25 μ son más rojos en galaxias seleccionadas en el óptico en etapa *premerger*, que en galaxias normales espirales (Bushouse et al 1988; Surace et al 2004). Los autores llegan a la conclusión de que para encontrar débiles incrementos en la tasa de formación estelar, los colores que involucran a la banda en 24 μ son los mejores. En particular, la diferencia en los colores [3.6] – [24.0] entre los discos de galaxias de Arp y espirales es de ~ 0.8 mag, por lo que en promedio, la intensificación en la SFR sería del doble en los

discos de Arp. Esto es consistente con estudios previos en H α y FIR, de sistemas interactuantes seleccionados en el óptico. Por supuesto, la dispersión es grande y existen galaxias del catálogo de Arp que poseen poca intensificación en la formación de estrellas. Los *starbursts* tienden a estar físicamente localizados dentro de galaxias interactuantes y tienen escalas de tiempo relativamente cortas comparadas con la escala de tiempo de la interacción. Por lo tanto, los *starbursts* no necesariamente dominarán la población estelar global mientras dura la interacción. De esta forma, una muestra de galaxias seleccionada en el óptico, como la muestra considerada por Smith et al (2007), tendría un rango de parámetros de interacción y escalas de tiempo muy amplio y por lo tanto muchos sistemas estarían en una fase donde no está dominando el *burst*. Para un brote de formación estelar intenso, que suceda antes de la etapa de fusión y que además domine los colores infrarrojos globales de la galaxia, los parámetros de la interacción y las escalas de tiempo tendrían que ser óptimas.

También los colores [8.0] – [24.0], [3.6] – [24.0] y [5.8] – [8.0] de los sistemas de tipo M51, comparado con las espirales, resultan ser más rojos y por lo tanto revelan una intensificación en la formación estelar, lo cual está de acuerdo con los resultados de Laurikainen et al (1998) quienes encontraron colores más azules en las regiones centrales de 9 de 13 sistemas de tipo M51. Volviendo a los resultados del *Spitzer*, para los objetos de tipo M51, notan intensificación en la formación estelar en regiones bien localizadas. Como ejemplo, se puede citar Arp 107 (Smith et al 2005) y Arp 82 (Hanckock et al 2007).

También buscaron correlaciones entre los colores [3.6] – [8.0], [8.0] – [24.0] y las separaciones entre las galaxias, es decir, correlaciones entre la tasa de formación estelar y el estadio de la interacción. No habiendo encontrado diferencia en la mediana y media de los colores entre pares cercanos y lejanos. Una serie de factores contribuyen a explicar la falta de correlación: primero, sólo se tienen separaciones proyectadas, segundo, se introduce dispersión debido a que el disparo de la formación estelar por las fuerzas de marea que intervienen, depende de muchos otros parámetros, además de la separación y la razón de masas de las componentes del par, tales como parámetros de la órbita y contenido y distribución del gas interestelar. En tercer lugar, la separación proyectada observada es una complicada función de los parámetros orbitales y del tiempo de escala de la interacción, lo cual difiere de un sistema a otro. Algunos de los pares con separaciones grandes, pueden ya haber pasado por el punto de máximo acercamiento de la órbita y estando en el proceso de separación, puede todavía estar en la fase de *burst*. Simulaciones numéricas muestran que cuando un encuentro “rasante” dispara un *starburst*, el brote de formación estelar tiene lugar luego del momento de máxima aproximación (Mihos et al, 1992). En contraste con estos resultados obtenidos con *Spitzer*, estudios ópticos previos miden una diferencia en la SFR entre pares cercanos y

los que tienen mayores separaciones, aunque con mucha dispersión en la relación (Barton et al 2000; Lambas et al 2003; Nikolic et al 2004).

Para el trabajo que nos concierne, utilizaremos datos en el infrarrojo cercano de 2MASS, por lo que en la siguiente tabla, se detallan los filtros utilizados:

Tabla II.2		
Banda	Longitud de onda central (μm)	Ancho de banda (μm)
J	1.235 ± 0.006	0.162 ± 0.001
H	1.662 ± 0.009	0.251 ± 0.002
K_s	2.159 ± 0.011	0.262 ± 0.002

Nota: en esta tabla se listan los filtros utilizados por 2MASS, con las longitudes de onda centrales y anchos de banda.

II.2.2. Selección de objetos de la muestra.

Se seleccionó una muestra de aproximadamente 70 sistemas de tipo M51, los cuales se presentan en las tablas II.3 y II.4. Hemos incluidos los sistemas seleccionados por Klimanov & Reshetnikov (2001) más sistemas de la categoría M51 de los catálogos de Arp (1966), Arp & Madore (1987) y Vorontsov-Velyaminov (1977) y también se incorporaron sistemas no considerados previamente como objetos de tipo M51 (como por ejemplo ESO 362-IG001). Con respecto a la influencia gravitacional de objetos cercanos, adoptamos el mismo criterio de Dahari (1984), $Q=(d_c d_p)^{3/2} A^{-3}$, siendo d_c y d_p los diámetros angulares de la galaxia mayor del sistema M51 y el de la galaxia más cercana al sistema y A , la separación angular entre ambas galaxias. Sólo se consideran sistemas con intensidad de interacción $Q_1 = \log Q > 0.8$, criterio que fue adoptado antes por Reshetnikov & Klimanov (2003).

Tabla II.3

Objeto	Ascensión Recta J(2000)	Declinación J(2000)	Morfología (ppal.)	Morfología (sat.)	t(ppal.)	t(sat.)
AM 0021-623	00h23m54.1s	-62d16m19s			4.7	
NGC 151	00h34m02.8s	-09d42m19s	SB(r)bc		4	
AM 0037-305	00h40m04.2s	-30d35m45s	SB(r)bc		3.9	
AM 0058-402	01h00m45.5s	-40d06m21s	Spiral		4.7	
NGC 341	01h00m46.7s	-09d11m12s	SAB(r)bc		3.7	
ARP 70	01h23m27.5s	+30d46m42s			3.1	2.0
NGC 633	01h36m23.4s	-37d19m18s	(R')SAB:(rs)b	E		
NGC 646	01h37m25.5s	-64d53m47s				
VV 428	02h03m26.3s	+38d06m52s	SAB(s)a	E	1	
AM 0215-331	02h17m13.6s	-33d00m42s	(R')SA(r)ab			
AM 0208-223	02h10m46.9s	-22d22m33s	S			
AM 0213-285	02h15m49.9s	-28d22m28s	Sab		2	
AM 0324-524	03h25m42.7s	-52d33m09s				
AM 0327-285	03h29m56.1s	-28d46m14s	SB(s)b pec	SAB(s)	1.3	3.3
VV 23	03h29m41.5s	-22d17m06s	SB(s)c: pec			
AM 0430-285	04h32m11.3s	-28d51m39s			4.4	
AM 0403-604	04h04m27.1s	-60d40m57s	SB(rs)a			-1.1
AM 0417-754	04h16m18.9s	-75d40m00s				
AM 0458-250	05h00m41.9s	-25d04m33s			3.2	

AM 0459-340	05h01m41.2s	-34d01m56s			7.4	
AM 0500-590	05h00m56.5s	-59d02m19s			2.5	
AM 0500-620	05h00m33.9s	-62d03m50s				
ESO362-G001	05h01m55.9s	-34d01m43s	S0-a			
AM 0521-505	05h22m16.7s	-50d50m25s			1	8
AM 0522-423	05h23m58.4s	-42d36m06s				
AM 0523-400	05h23m11.21s	-40d04m08.4s			1.4	5.7
AM 0536-502	05h37m26.3s	-50d24m13s			7	
AM 0545-355	05h47m22.2s	-35d49m32s			1	
AM 0550-342	05h52m19.0s	-34d20m52s	SB(r)c: pec		4.9	
AM 0602-600	05h59m39.7s	-60d04m42s			5	1.6
AM 0606-770	06h03m38.2s	-77d09m02s				
AM 0639-582	06h40m43.2s	-58d31m28s	(R')SAB(s)bc		3.1	4.5
AM 0729-660	07h30m01.6s	-66d13m11s				
VV 9	08h11m14.7s	+25d11m36s	SA(r)c pec	SB(rs)c pec	5	4.9
NGC 2864	09h24m15.4s	+05d56m26s	Sc			
VV 464	09h32m50.7s	+59d44m41s	SBb		3.1	
VV 410	10h44m07.0s	-16d28m11s	SAB(rs)c pec?		4.9	
ARP 270	10h49m52.6s	+32d59m13s	SAB(rs)cd pec	IBm pec	5.9	9.4
VV 14	10h54m40.1s	+56d59m11s	SAB(s)m	Sm	8.9	5.7
AM 1108-300	11h10m44.4s	-30d20m47s			3.4	
UGC 6293	11h16m27.3s	+41d04m34s				
VV 350	11h40m11.4s	+15d20m05s	SAB(rs)b: pec	SB(s)b: pec	3.1	3.1

VV 300	11h40m44.4s	+22d26m16s	SAB(rs)c: pec	I0? pec	4.9	6.6
VV 286	11h53m39.0s	+43d27m24s	SB	E(c)		
VV 357	12h05m34.2s	+50d32m21s	SAB(rs)bc		4.8	
VV 454	12h09m17.5s	+44d05m23s	SB(rs)c?			
NGC 4188	12h14m07.3s	-12d35m10s	Sc		3.1	
AM 1237-364	12h40m32.7s	-36d58m05s			4.3	
AM 1304-333	13h07m08.8s	-33d51m58s			3	4.9
AM 1325-274	13h28m03.3s	-27d55m00s				
M 51	13h29m55.7s	+47d13m53s	SA(s)bc pec	SB0_1 pec	4	1
VV 19	13h41m41.7s	+55d40m20s	SA(s)b? pec	SB(s)a pec	3.1	1.2
AM 1357-253	14h00m16.8s	-25d47m00s			3.5	
NGC 5497	14h10m31.6s	+38d53m37s	SB(s)b		3.1	4.2
AM 1416-262	14h19m22.4s	-26d38m41s			4.8	
VV 452	16h01m16.3s	+17d40m40s	SAB(s)bc		4	
VV 472	16h26m53.2s	+51d33m18s	Sbc		3.7	
ARP 54	+17d40m40s	-04d41m36s	SBc		5	2.5
AM 1823-512	18h27m33.2s	-51d27m38s				
ESO362-G001	19h54m57.7s	-58d43m52s	(R')SA(s)a		2.5	
AM 1955-570	19h59m29.7s	-56d59m57s			7.7	
AM 2052-221	20h55m39.9s	-22d03m51s			-1.8	
AM 2058-381	21h01m39.1s	-38d04m59s			3.9	
AM 2100-381	21h03m55.3s	-38d04m47s				
VV 476	21h07m43.6s	+03d52m30s	Sa		5.8	-3.2

AM 2105-332	21h08m05.5s	-33d13m55s			-2	-1.8
AM 2256-254	22h59m01.4s	-25d31m42s	(R:)SA(rs)a		3.3	
AM 2256-304	22h58m58.6s	22h58m58.6s	SAB(rs)c		4.9	
AM 2256-480	22h59m25.9s	-47d53m19s				
AM 2343-633	23h45m45.1s	-63d18m09s			6	5
VV 5	23h47m01.6s	+29d28m17s	SAB(rs)bc	I0:	3.8	-1.7
VV 407	23h48m45.5s	+04d10m16s	SA(rs)c		5.3	

Nota: En la primera columna, se dan los nombres de los sistemas considerados; en la segunda y tercer columnas, las coordenadas ecuatoriales absolutas de cada objeto; en la cuarta y quinta columnas, tipo morfológico extraído de NED y en la sexta y séptima columnas, el código morfológico numérico, definido en RC2.

Tabla II.4

Objeto	V_{ppal.}	V_{sat.}	V_{ppal.}	V_{sat.}	Bt (ppal.)	Btc (ppal.)	Bt (sat.)	Btc (sat.)
AM 0021-623	10206	10093			15.44		14.79	
NGC 151	3740				12.33	11.74		
AM 0037-305	15101				15.36	14.85		
AM 0058-402	6778	16406			14.93	14.62		
NGC 341	4495				13.87	13.54	16.56	16.38
ARP 70	10332				14.69	13.76	16.38	15.79
NGC 633	5148	5191	5138	5212	13.73	13.49	15.34	15.2
NGC 646					14.24			
VV 428	5600	5662			13.59	13.2	16.5	16.12
AM 0215-331	18727							
AM 0208-223					16.37		17.84	
AM 0324-524	18620	18360			15.47		16.36	
AM 0327-285	11201	11055			14.29	13.98	15.16	14.75
VV 23	10482		10432	10390	15.87	15		
AM 0430-285								
AM 0403-604	15178		15160					
AM 0417-754								
AM 0458-250	11272		11250	11376	15.08	14.47	18.32	
AM 0459-340	5282		5260	5144	14.38	13.48		

AM 0500-590	11438				15.72	15.03		
AM 0500-620								
ESO362-G001	5269		5288	5176	15.08			
AM 0521-505					15.5		15.09	
AM 0522-423								
AM 0523-400	11717	11561			15.44		16.43	
AM 0536-502								
AM 0545-355	13885				16.1			
AM 0550-342	9777	10365			14.43	13.97		
AM 0602-600					14.79	14.3	16.05	
AM 0606-770								
AM 0639-582	2669	2744	2597	2746	13.31	12.37	15.71	15.06
AM 0729-660					15.53			
VV 9	4095	4145			13.29	12.6	14.73	14.12
NGC 2864	10194	10431						
VV 464	12101	12256			14.93	14.29		
VV 410			8602	8594				
ARP 270	1623	1625			12.38	11.75		
VV 14	2012	1915			12.9	12.7	16.61	15.71
AM 1108-300	8944	8942			14.55	13.99		
UGC 6293								
VV 350								
VV 300	7032	7218			14.19	13.76		

VV 286								
VV 357					11.26	10.47		
VV 454	11205	11063			14.96	14.52	17.53	17.4
NGC 4188	4246		4271	4261	14.57	14.21		
AM 1237-364	5698				15.07	14.3	15.07	14.3
AM 1304-333	9010	9117	8981	9049	14.67		16.76	16.07
AM 1325-274	10358		10306	10285	15.1			
M 51	469	558			8.66	8.35	10.49	10.23
VV 19	7562	7603			14.47	14.22	15.56	15.22
AM 1357-253	14566	12.062			15.3	14.66		
NGC 5497	7688	5406			15.22	14.91		
AM 1416-262	6763	6851			13.74	13.05	15.6	
VV 452	13309		13232	13419	15.29	14.81		
VV 472	6166				14.77	14.19		
ARP 54	12992		12950		14.91	14.29	16.46	16.08
AM 1823-512		14208						
ESO362-G001	11423	11286			14.87	14.39		
AM 1955-570					15.86		14.37	
AM 2052-221	10399	46832			15.3	14.77		
AM 2058-381	12154		12117	12335	15.54	14.74		
AM 2100-381	12314	13869			15.6		16	
VV 476								
AM 2105-332	6213	5559	6150	6559	14.11	13.63	15.76	15.27

AM 2256-254	9089	9413			14.26	13.97	17.18	
AM 2256-304	8740		8649	10111	14.6	14	18.25	
AM 2256-480	5633							
AM 2343-633	20575				14.7		17.06	
VV 5	5200	4902			13.26	12.09	14.89	14.38
VV 407	2956				13.24	11.9		

Nota: En la segunda y tercer columna, se dan las velocidades radiales heliocéntricas, en km/s, extraídas de LEDA y NED. En la cuarta y quinta columna se adjuntan las velocidades propias de objetos pertenecientes al catálogo cinemático presentado en la tesis. Las siguientes cuatro columnas corresponden a datos extraídos de LEDA de las magnitudes aparentes en B (Bt) y corregidas por inclinación (Btc) para las galaxias principales y satélites.

II.2.3. Fotometría superficial en el cercano infrarrojo.

Como se mencionó antes, decidimos realizar un estudio de estos objetos en el cercano infrarrojo y a partir de las imágenes de 2MASS. Aunque en la base de datos de “*Nasa Extragalactic Database*” (*NED*) es posible acceder a la fotometría en NIR, para distintos tipos de aperturas en los tres filtros de 2MASS (J, H y Ks), quisimos hacer un *test* de la fotometría de apertura total, aunque por el momento, sólo en banda Ks y comparar los datos propios con los de 2MASS. 2MASS utiliza un algoritmo que en forma automática, estima la contaminación en la imagen, por estrellas de la Galaxia. Esta estimación la realizan en función de la latitud galáctica. Por otro lado, nosotros utilizamos la tarea “*imedit*” de IRAF, para realizar la limpieza de estrellas de los *frames*, las cuales contaminan la fotometría del objeto de interés. IRAF permite seleccionar el tamaño del área circular donde se encuentra distribuida la luz de la estrella en cuestión, y reemplazar los valores de las cuentas en cada *pixel* de esta área, por un promedio de los valores que circundan la región circular.

En la siguiente imagen (figura II.5), mostramos un ejemplo, con la imagen K de NGC 646, donde eliminamos las estrellas cercanas al objeto.

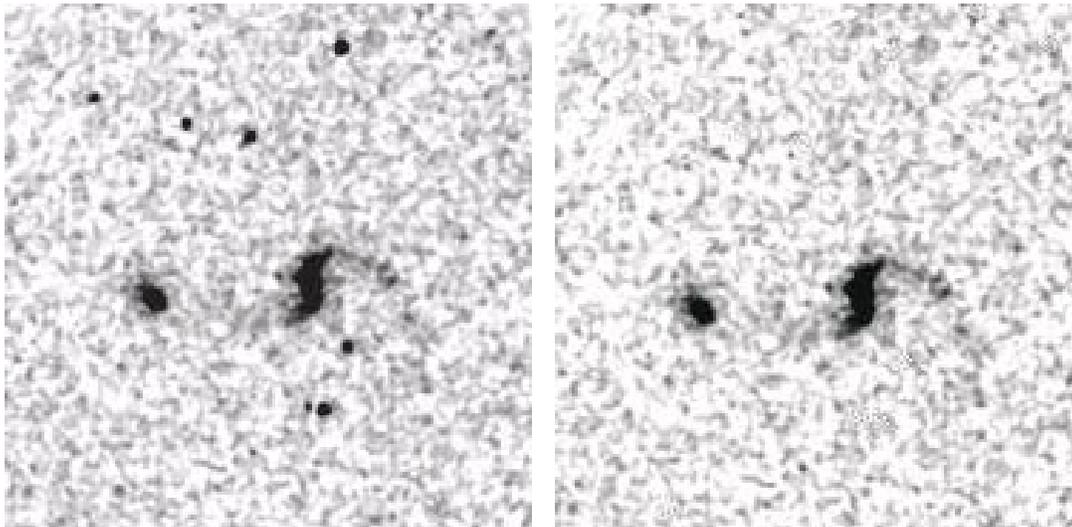


Figura II.5. Imagen en banda Ks, antes y después de la eliminación de estrellas de campo, usando la tarea “*imedit*” de IRAF.

Luego se recurrió a la tarea “*phot*”, tomando como punto cero de calibración fotométrica, el suministrado por 2MASS. Para la fotometría de apertura usamos diafragmas circulares, los cuales se fueron agrandando hasta incluir el objeto a estudiar. Además de la apertura en la que se determinará el número de cuentas correspondientes al flujo de energía que nos llega desde el objeto en estudio, es necesario definir un anillo externo, el cual será utilizado por “*phot*”, para estimar las cuentas del cielo o *background*. El grosor del anillo dependerá de diversos factores, por ejemplo, en algunos casos, las imágenes de

los sistemas que estudiamos quedan bastante cerca del borde del *frame* que se baja de 2MASS, por lo que debemos definir anillos angostos. La demarcación del anillo es otro motivo por el cual hay que eliminar las estrellas de campo cercanas a la galaxia en estudio. En la figura II.6, mostramos un gráfico correspondiente a la galaxia principal de NGC 646, libre de estrellas de campo, que se obtiene al usar la tarea “*phot*” en el modo interactivo, donde se puede ver la intensidad de cuentas, en función del radio desde donde se define el centro de los diafragmas. Las líneas verticales, están marcando los radios de los distintos diafragmas usados y también marcan el límite interno y externo del anillo usado para asignar los valores del fondo de cielo.

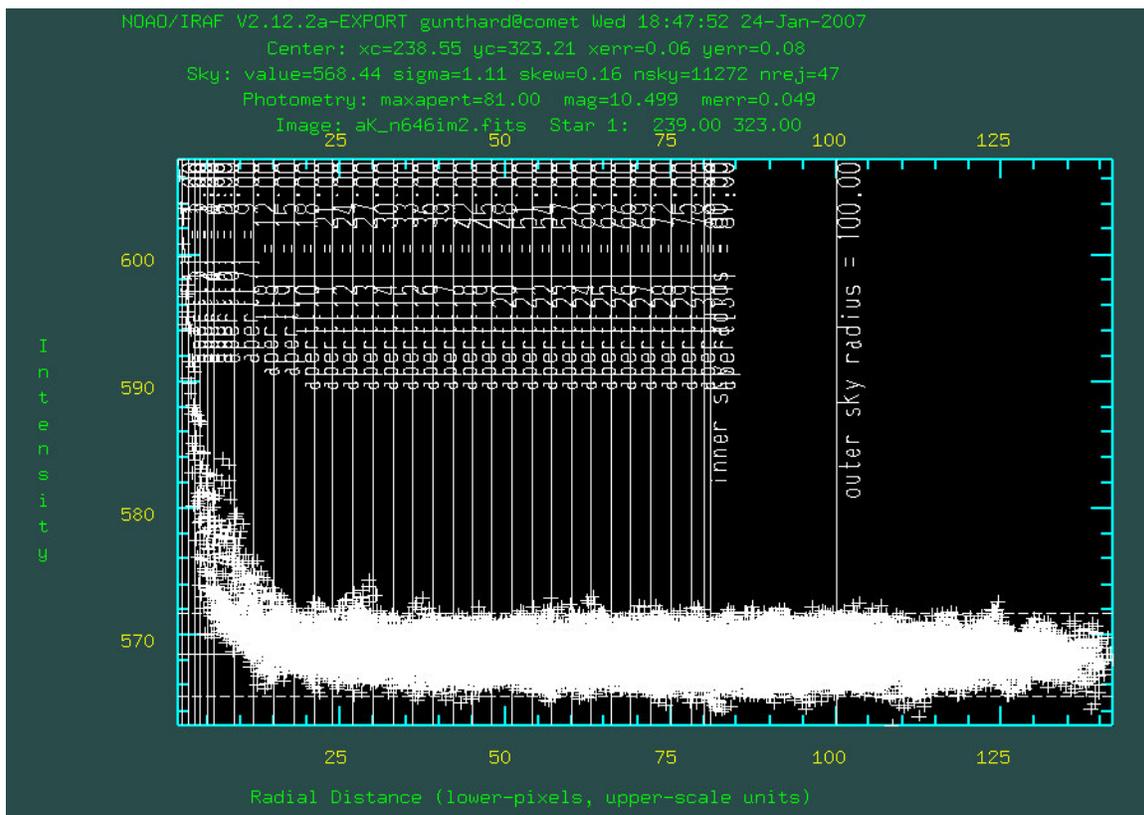


Figura II.6. Gráfico que se obtiene al usar el modo interactivo de “*phot*”. En este caso corresponde a la fotometría de apertura de la galaxia mayor del sistema de tipo M51, NGC 646.

Esta tarea interactiva, además de la visualización del número de cuentas en función del radio, origina un archivo de texto donde está listada directamente la magnitud que nos interesa, en el presente ejemplo en banda K, en función del radio. De esta manera, para radios grandes, la curva tomará valores prácticamente constantes y se aproximará a la magnitud integrada que queremos determinar. En la figura II.7 se ilustra esto último, al graficar la magnitud en K, de la galaxia principal de NGC 646, en función del radio (en pixel).

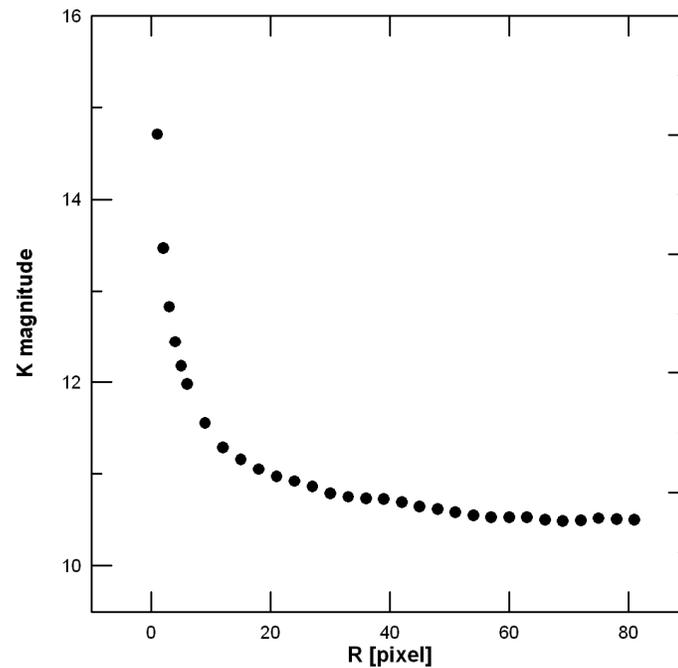


Figura II.7. Gráfica de magnitud K, vs. el radio, para la galaxia principal de NGC 646.

Este trabajo sólo se hizo para la banda K, quedando para trabajos futuros, el correspondiente a las otras dos bandas de 2MASS.

Teniendo en cuenta que muchas de las galaxias satélites de la muestra no contaban con la fotometría total publicada, decidimos realizar la fotometría de apertura de galaxia principal y satélite. En la figura II.8 se comparan los datos fotométricos de 2MASS (abscisas) con los propios (ordenadas), tanto para galaxias principales como para satélites. Como se puede ver, la concordancia es muy buena (pendientes cercanas a la unidad), para ambas componentes.

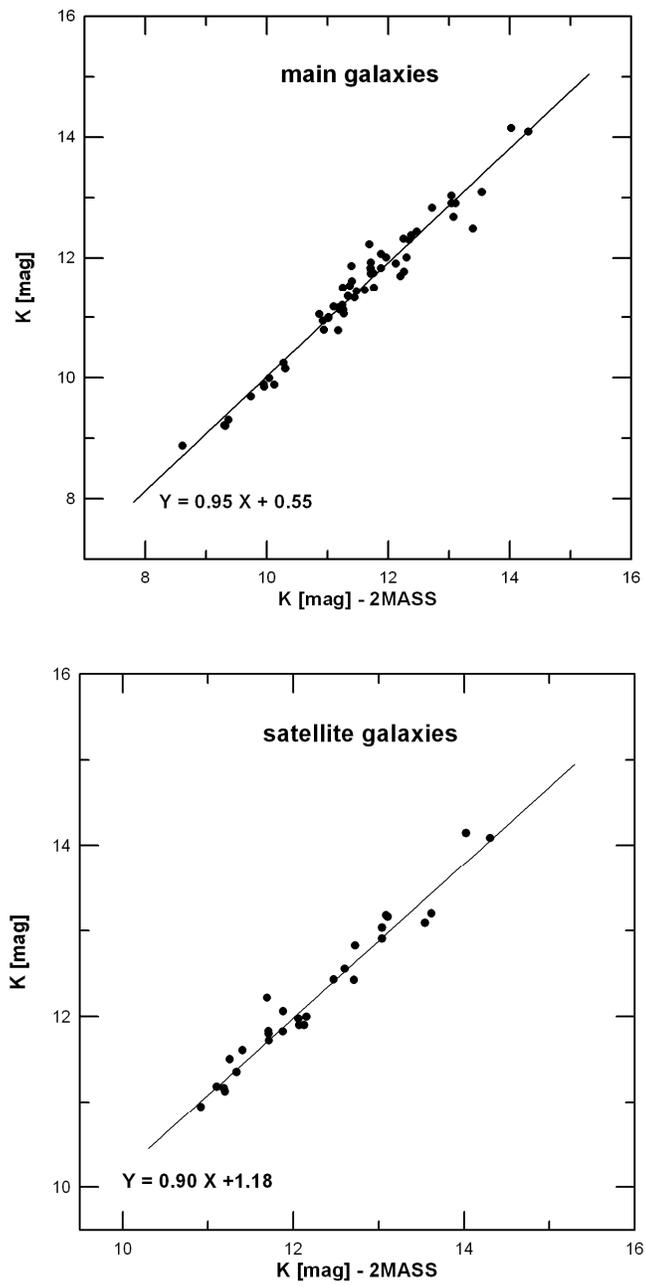


Figura II.8. Fotometría de apertura total propias vs. fotometría obtenida de 2MASS, para galaxias principales (*arriba*) y galaxias satélite (*abajo*) de sistemas de tipo M51.

Los valores propios en banda K, son los que se usaron al considerar los valores de magnitudes absolutas de galaxias principales y satélites tanto para la muestra aquí considerada, como para objetos de la muestra cinemática y espectrofotométrica, (la cual es una sub-muestra de la presente), presentadas en esta tesis.

En las tablas II.3 y II.4 están listados algunos parámetros de estos 70 sistemas de tipo M51.

En la figura II.9 se puede ver la distribución de separaciones entre las componentes de los sistemas de tipo M51.

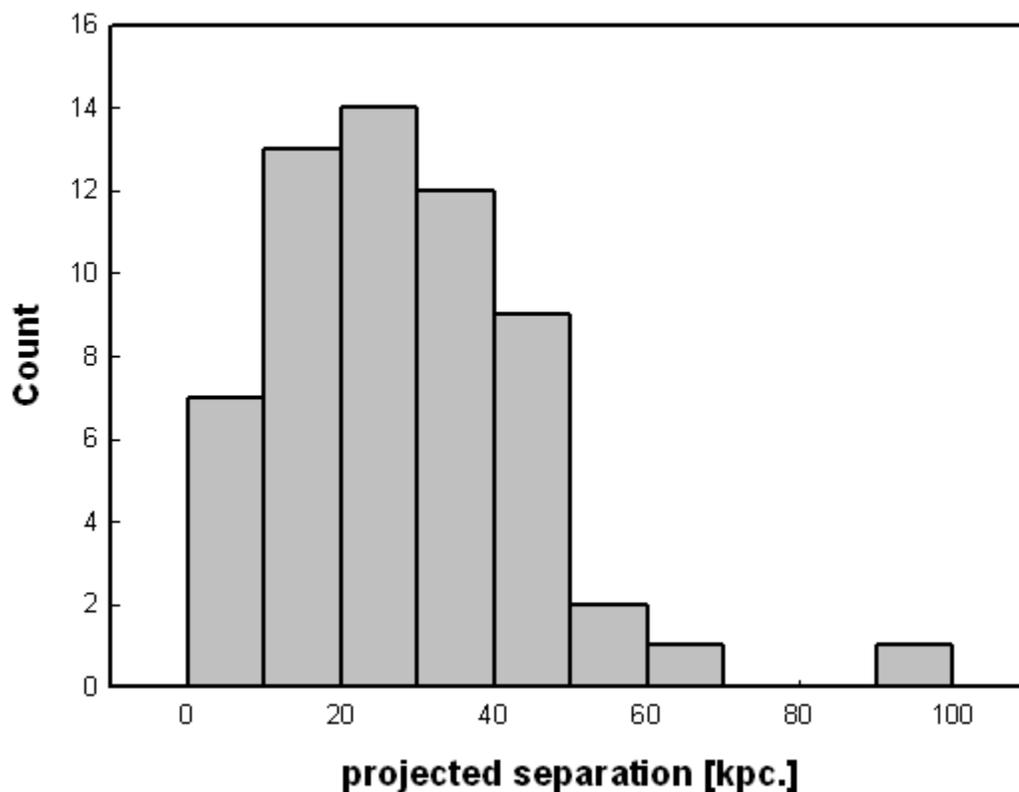


Figura II.9. Histograma de las separaciones proyectadas entre galaxias componentes de sistemas de tipo M51.

En promedio, la separación entre las galaxias de la muestra es de (28 ± 17) kpc. La incerteza está dada por la dispersión estándar.

En el siguiente histograma (figura II.10), se grafica la distribución en *redshift*, correspondiente a los sistemas de la muestra:

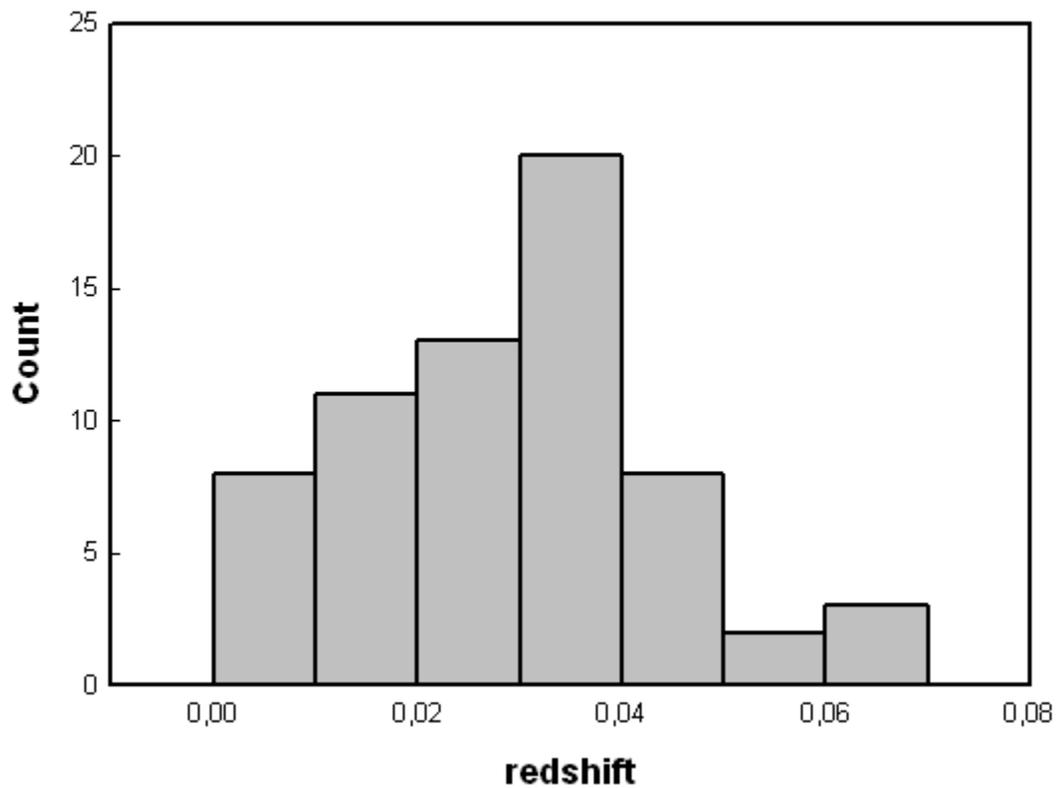


Figura II.10: Histograma de los *redshifts* de los sistemas pertenecientes a la presente muestra de sistemas de tipo M51.

El valor del promedio en *redshift* de la muestra es de $Z = (0.03 \pm 0.01)$, es decir, que el promedio de distancia es de unos 120 Mpc ($H_0 = 75 \text{ km/s/Mpc}$)

También hemos considerado la distribución de los diámetros de las galaxias principales, según datos de NED, o sea, el diámetro del disco hasta $m = 25 \text{ mag}/(\text{''})^2$.

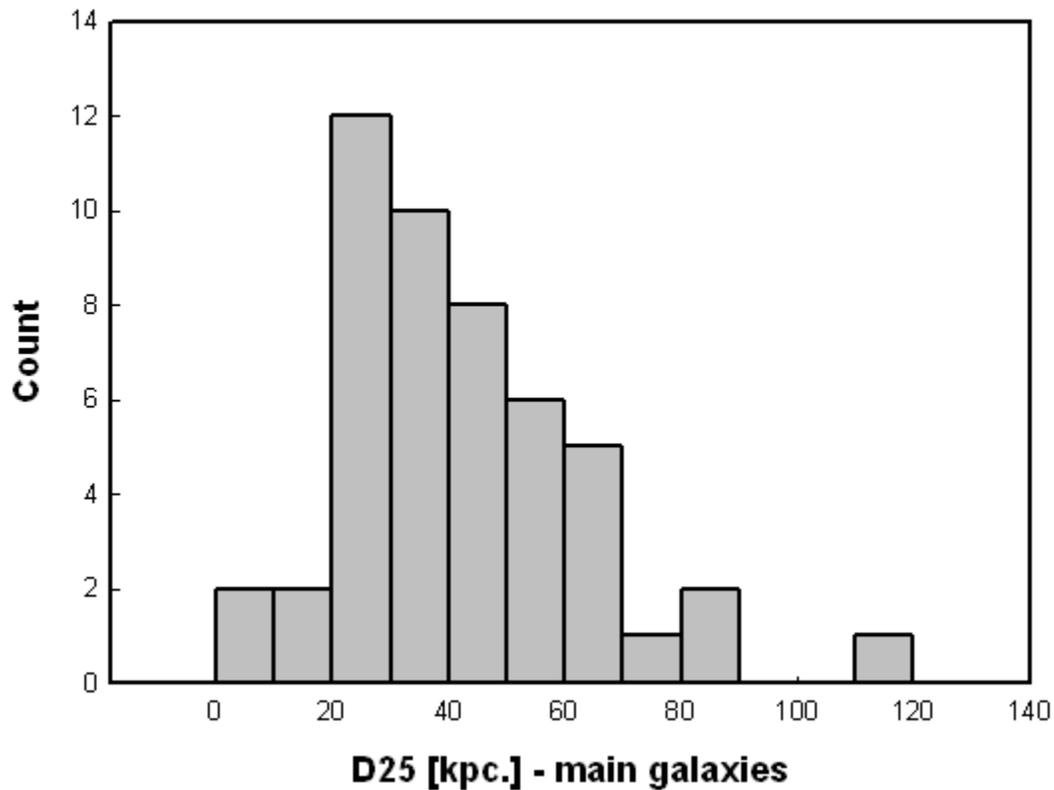


Figura II.11. Histograma de los diámetros de las galaxias principales de los sistemas de tipo M51.

Como se ve en el histograma (figura II.9), se produce un abrupto quiebre en 20 kpc, solo contando la muestra con cuatro objetos con diámetros menores que el valor mencionado, mientras que para diámetros por arriba de 20 kpc, la disminución es gradual. Podría tratarse de un efecto de selección, en el sentido de que para clasificar como sistema de tipo M51, la satélite debe ser de menor diámetro que la principal, objetos binarios con componentes de similar tamaño no clasificarían como de tipo M51 y las de menor tamaño tendrían satélites no visibles.

El siguiente histograma (figura II.12) corresponde al cociente de luminosidades entre galaxias principales y satélites, en banda K, a partir de la fotometría de apertura total determinada en este trabajo.

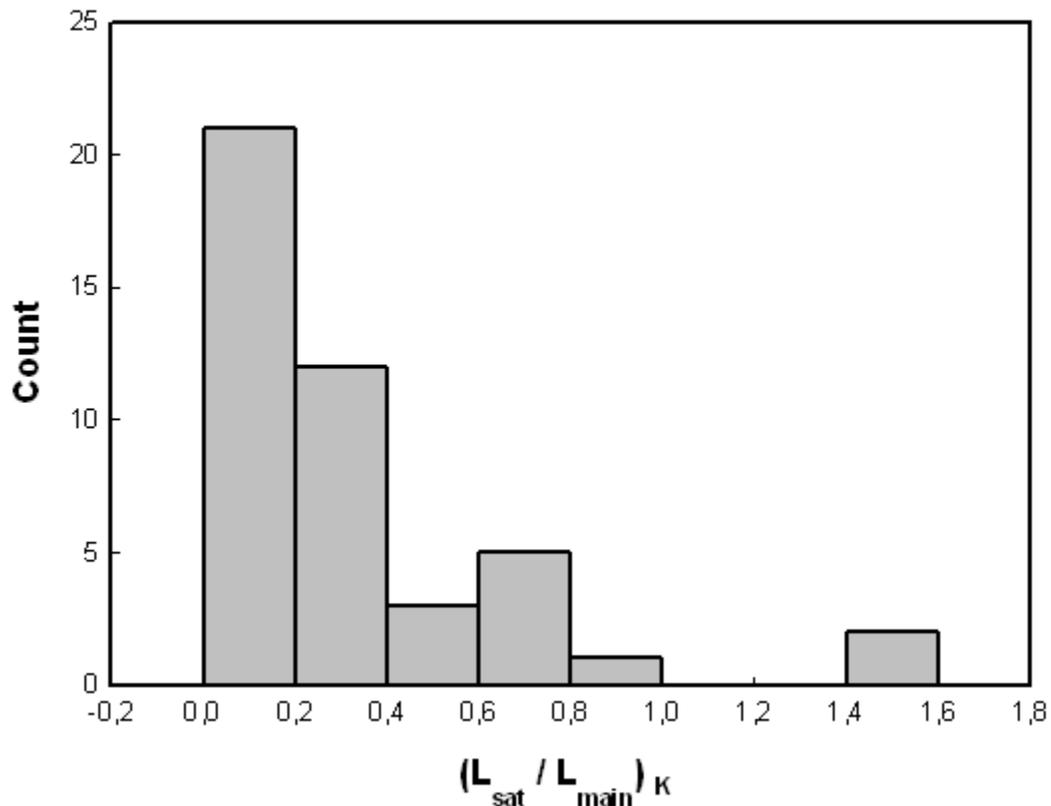


Figura II.12. Histograma de las relaciones de luminosidades en banda K, entre galaxias satélites y principales de los sistemas de tipo M51.

Predominan los sistemas en los que la galaxia satélite es menos masiva en relación con la principal. Esto seguramente es esperable, debido a que precisamente son sistemas de tipo M51, donde la principal característica que los define, es la relación de masas entre las componentes, aunque también se podría pensar que a medida que la compañera es más masiva, las probabilidades de fusión con la principal, podrían ser mayores, o rápidamente evolucionarían las galaxias miembros, a sistemas más perturbados y por ende, se perdería la estructura morfológicamente más simple de un sistema peculiar de tipo M51.

En la figura II.13 estudiamos si existe algún tipo de correlación entre el cociente de luminosidades en banda K, entre satélite y galaxia mayor y la separación proyectada entre las componentes.

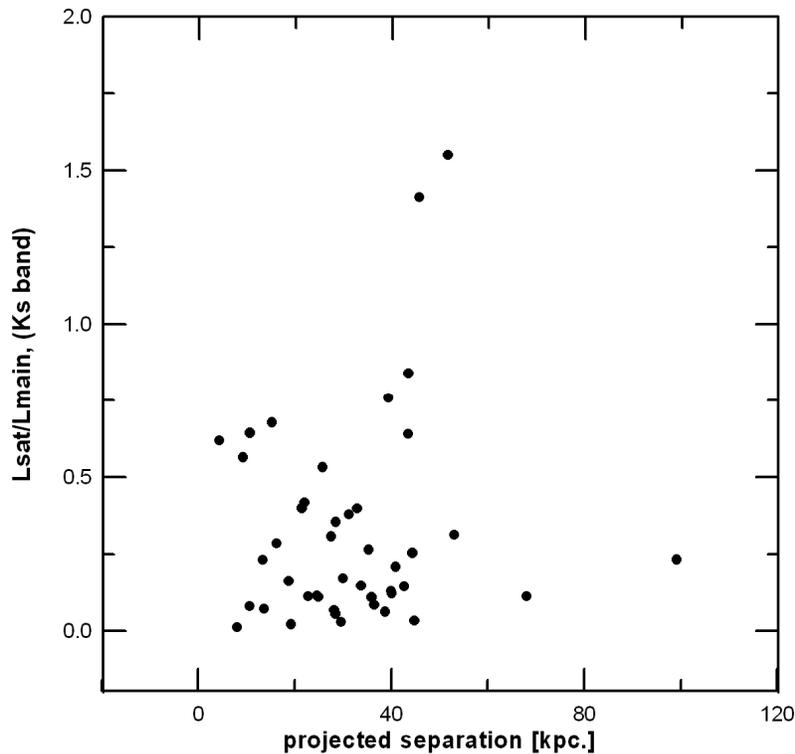


Figura II.13. Relación entre los cocientes de luminosidades en banda K y las separaciones entre galaxias componentes de sistemas de tipo M51.

No detectamos ninguna correlación significativa entre la separación proyectada y el cociente de luminosidades en banda K. Para aproximadamente el 90 % de los sistemas, la separación entre componentes es menor de 50 kpc, por lo que podemos concluir que no existen brazos de tipo M51 tan extensos o son muy débiles, siendo este el caso de AM 0037-305 (es el sistema que presenta mayor separación entre sus componentes, alcanzando un valor de 100 kpc), en el que se alcanza a visualizar un brazo de marea muy débil que conecta ambas componentes. La cota menor de la separación proyectada de las galaxias miembro, está determinada por la resolución espacial. El límite de cocientes de luminosidades está fijado por la definición de categoría M51 en el óptico, si es que consideramos como sistemas de tipo M51, a dos componentes cuyas luminosidades relativas, no supera el 50 %. Existen dos casos extremos, que superan $L_{\text{sat}}/L_{\text{ppal}} = 1$, siendo estos sistemas AM 1823-512, el cual no cumpliría con la definición en el óptico de sistema de tipo M51, ya que aunque no han sido

determinadas las magnitudes de las componentes, una inspección visual revela que las mismas serían similares y AM 2100-385, un sistema que posee una relación de luminosidades en banda B de 0.9, por lo que presenta una situación similar a AM 1823-512, aunque ahora la relación se invierte en banda K, en el sentido de que en esta banda la satélite pasa a ser más luminosa que la principal.

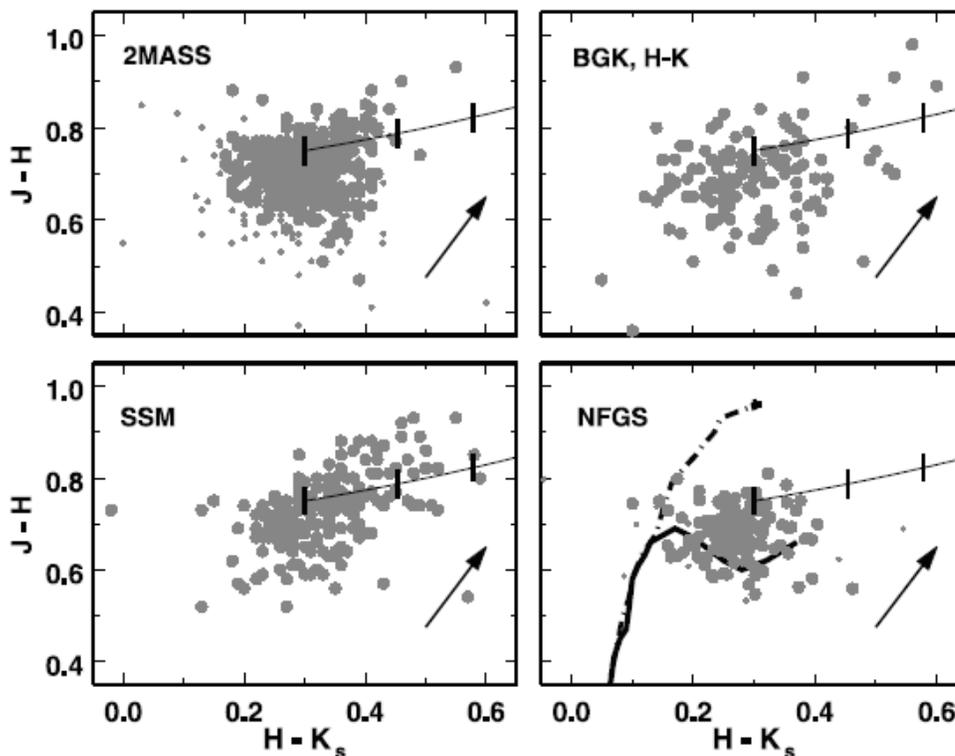


Figura II.14. Figura extraída del trabajo de Geller et al. (2006). En los paneles de arriba están graficados los colores de la muestra de Barton et al (2000) (BGK), para fotometría de apertura elíptica en la isofota $20 \text{ mag}/(\text{arcsec})^{-2}$ (izquierda) y fotometría en $7''$ de 2MASS (derecha). El panel de abajo a la izquierda corresponde a los colores de la muestra de sistemas interactuantes de Surace et al. (2004) (SSM). En el panel de abajo a la derecha se puede ver los colores NIR correspondientes a una muestra de galaxias normales (*Near Field Galaxy Sample, NFGS*) de Jensen et al. (2000a) y Jensen et al. (2000b).

En la figura II.14, extraída del trabajo de Geller et al. (2006), “*Infrared properties of close pairs of galaxies*”, se puede ver la ubicación de galaxias en mapas color-color en el infrarrojo cercano, para muestras de pares de galaxias y galaxias normales aisladas. Estos autores utilizaron para la mayor parte del trabajo, los datos de 2MASS, de fotometría de apertura elíptica en la isofota $20 \text{ mag}/(\text{arcsec})^{-2}$: el panel de la izquierda corresponde a sistemas binarios muy cercanos de Barton et al. (2000) (BGK00), quienes a su vez seleccionaron objetos a partir del CfA2, basándose en criterios de separación y diferencia de velocidades entre componentes; en el panel de arriba a la derecha, la posición

de los objetos de BGK00, pero para una abertura más pequeña en la fotometría (fotometría en 7" de 2MASS). En el panel de abajo a la izquierda, se encuentran los colores de la muestra de Surace et al (2004), quienes utilizaron la técnica de reconstrucción de imágenes HIRES, con el objetivo de resolver la emisión IRAS en 12, 25, 60 y 100 μm , para una muestra de galaxias interactuantes en la que las galaxias se encuentren separadas por menos de tres veces los diámetros galácticos promedio. En el panel de abajo a la derecha, están graficados los colores correspondientes a galaxias cercanas del “*Near Field Galaxy Sample*” (NFGS; Cansen et al. 2000a, 2000b). Estos autores encuentran que para los pares cercanos, la dispersión en los colores es mayor que las que corresponden a galaxias del NFGS.

Como en nuestra muestra tenemos galaxias de hasta 20000 km/s, debe tenerse en cuenta la dependencia con el *redshift* a la hora de comparar los colores de los objetos que pertenecen a sistemas de tipo M51 y los objetos aislados más cercanos del mencionado catálogo. En los siguientes gráficos (figuras II.15 y II.16) se muestran los colores para las principales y las satélites, obtenidos a partir de la fotometría de apertura elíptica en la isofota $20 \text{ mag}/(\text{arcsec})^{-2}$. Vemos que para ambas muestras, la mayoría de los puntos se ubican dentro de la zona cubierta por el NFGS, salvo en el gráfico de las satélites, donde se ven unos pocos puntos fuera del rango del NFGS, aunque estos tres o cuatro puntos, corresponden a los sistemas que poseen velocidades más altas de la muestra ($Z \sim 0,06$). Este resultado es compatible con los resultados que hemos comentado mas arriba, de Smith et al. (2007). Como se mencionó, estos autores no encontraron diferencias en los colores [3.6] – [4.5], entre galaxias de Arp y espirales normales.

Es importante notar que los sistemas de tipo M51 son poco numerosos, incluso con respecto a todas las distintas categorías de sistemas interactuantes, por lo que contamos con un número muy pequeño de objetos. Sin embargo, debemos resaltar que, salvo los puntos anteriormente mencionados, no notamos una diferencia sustancial, en la distribución, con respecto a la de galaxias cercanas aisladas (NFGS). Esto se podría deber a la escasa cantidad de sistemas de este tipo, o a que la relación de masas (limitada, en el caso de los sistemas de tipo M51 a relaciones no mayores por lo general a 1/3, mientras que en los sistemas considerados por Geller et al (2006), no existían limitaciones de este tipo), por lo que podríamos concluir que en este rango de frecuencias, no se nota una influencia a nivel global, de los efectos de interacción gravitatoria. El cercano infrarrojo es más sensible a una población estelar más evolucionada, por lo que no es sensible a la formación estelar más reciente, como sí lo son frecuencias más bajas como el medio o lejano infrarrojo. Podemos concluir a partir de estos resultados, que el cálculo de masas fotométricas o de componentes estructurales, está poco afectado por la presencia de satélites en las galaxias espirales.

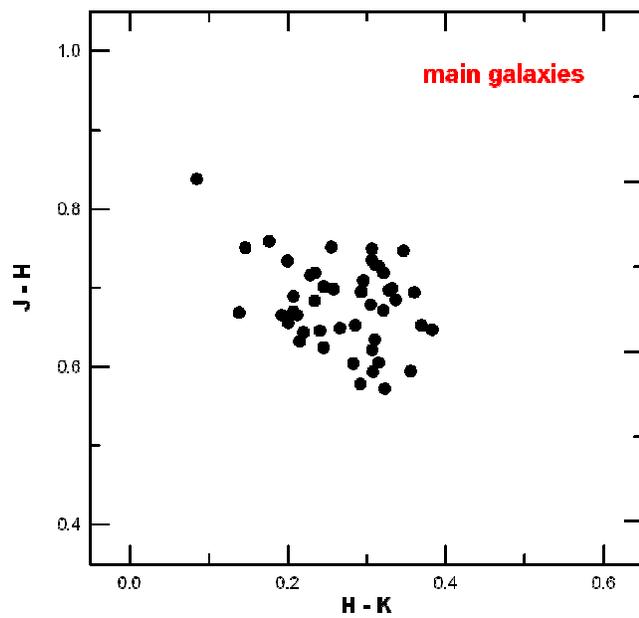


Figura II.15. Diagrama color-color en el cercano infrarrojo de las galaxias principales de los sistemas de tipo M51.

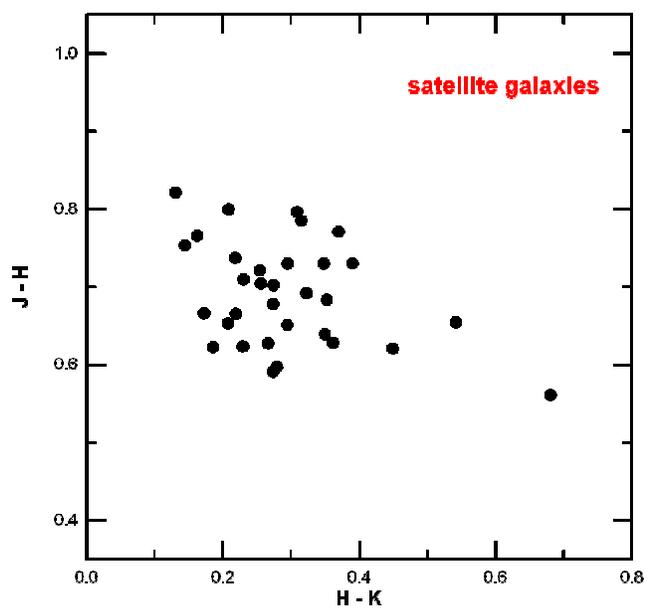


Figura II.16. Diagrama color-color en el cercano infrarrojo de las galaxias satélites de los sistemas de tipo M51.

II.2.4. Referencias.

- Dahari, O. 1984, AJ, 89, 966.
Arp, H. 1966, ApJS, 14, 123.
Arp, H., & Madore, B. 1987, "A catalogue of Southern Peculiar Galaxies and Associations" (Cambridge: Cambridge Univ. Press).
Balzano, V. 1983, ApJ, 268, 602.
Barton, E. et al. 2000, ApJ, 330, 660.
Bushouse, H. et al. 1988, ApJ, 335, 74.
Dale, D. et al. 2005, ApJ, 633, 857.
Hancock, M. et al. 2007, AJ, 133, 676.
Jarrett, T., 2000, PASP, 112, 1008.
Jensen et al 2000a, ApJS, 126, 331.
Jensen et al 2000b, ApJS, 126, 271.
Kennicutt, R. et al. 2003, PASP, 115, 928.
Klimanov & Reshetnikov, 2001, A&A, 378, 428.
Lambas, D. G. et al, 2003, MNRAS, 346, 1189.
Laurikainen, E. et al. 1998, A&AS, 129, 517.
Mihos, J. et al. 1992, ApJ, 400, 153.
Nikolic, B. et al. 2004, MNRAS, 355, 874.
Odewahn, S. & Aldering, G. 1995, AJ, 110, 2009.
Reshetnikov, V., & Klimanov, S. 2003, AstL., 29, 429.
Smith, B. et al. 2005, AJ, 130, 2117.
Smith, B. et al. 2007, AJ, 133, 817.
Surace, J. et al. 2004, AJ, 127, 3235.
Vorontsov-Velyaminov, B. A. 1977, A&AS, 28, 1.

II.3- Muestra Espectrofotométrica

II.3.1 - Observaciones

Se realizaron estudios espectrofotométricos en el rango óptico, de 13 sistemas interactuantes de tipo M51 (ver tabla II.5). Para uno de los sistemas se hicieron observaciones fotométricas en banda ancha BVRI. En lo que sigue, se presentan los resultados obtenidos para los distintos objetos estudiados. Los sistemas seleccionados pertenecen en su gran mayoría al catálogo de Arp & Madore (1987), aunque también se han incluido sistemas de los catálogos de Arp (1966) y Vorontsov-Velyaminov (1977).

Tabla II.5					
Objeto	Ascensión Recta J(2000)	Declinación J(2000)	Velocidad Heliocéntrica [km/s]	m _B , ppal.	m _B , sat.
NGC 151	00h34m02.8s	-09° 42' 19"	3740	12.33	-----
AM 0037-305	00h40m04.2s	-30° 35' 45"	15100	15.36	-----
NGC 341	01h00m46.7s	-09° 11' 12"	4495	13.87	16.56
NGC 633	01h36m23.4s	-37° 19' 18"	5188	13.73	15.34
NGC 646	01h37m25.5s	-64° 53' 47"	8050	14.24	-----
ARP 54	02h24m02.6s	-04° 41' 36"	12992	15.02	-----
AM 0403-604	04h04m27.1s	-60° 40' 57"	15180	-----	-----
AM 0459-340	05h01m41.2s	-34° 01' 56"	5280	14.38	-----
VV 410	10h44m07.0s	-16° 28' 11"	8640	14.66	-----
NGC 5534	14h17m40.26s	-07° 25' 03"	2620	13.00	-----
VV 16	15h46m56.0s	+17° 52' 43"	3300	12.60	15.00
AM 2214-524	22h17m44.7s	-52° 31' 04"	16050	15.96	-----
AM 2256-304	22h58m58.6s	-30° 29' 38"	8680	14.60	18.25

Nota: Las coordenadas del sistema, velocidades radiales y magnitudes aparentes (de galaxia principal y satélite) fueron obtenidas de la base de datos de NED.

Todas las observaciones espectrofotométricas se realizaron en el "Complejo Astronómico El Leoncito" (CASLEO), ubicado en la pcia. de San Juan, Rep. Argentina, para lo cual se utilizó el telescopio de 2.15m y el espectrógrafo REOSC en dispersión simple. Se usó la modalidad de ranura larga y una red de 300 l/mm. El *seeing* promedio durante las observaciones realizadas en diferentes turnos, fue de 3". La red se dispuso de forma tal de generalmente cubrir un rango de longitudes de onda que abarcaba desde ~ 3500 a 7000 Å. La dispersión lineal fue de 129 Å/mm, o 3.1 Å por píxel y la resolución de 8 Å. La escala angular fue de 1.02" / píxel. Se usaron los procedimientos normales de reducción, como sustracción de *bias*, corrección por *flat* para lo cual se tomaron *flat* de lámpara y de cielo. Los espectros, unas 100 extracciones para los objetos de la muestra, fueron corregidos por extinción atmosférica y galáctica y el flujo calibrado con estrellas estándar de Stone & Baldwin (1982). Para las reducciones se usaron los paquetes que contienen las tareas estándar de IRAF. Generalmente para cada espectro final, se tomaban

tres *frames* (de 45 min. a 60 min. de tiempo de exposición cada uno) de tal forma de poder eliminar fácilmente los rayos cósmicos al realizar la combinación de los espectros individuales.

II.3.2 – Determinaciones de abundancias y condiciones físicas.

Uno de los objetivos de la presente tesis es estudiar las distribuciones radiales de abundancias químicas de las galaxias peculiares, poniendo énfasis en la abundancia relativa del oxígeno, debido a que para este elemento en particular, contamos con información para todos los objetos estudiados en la muestra. Para esto, se usaron las calibraciones semiempíricas de Edmunds & Pagel (1984) (este método fue el que se aplicó para la determinación de abundancia de oxígeno de todos los sistemas de la muestra). En el trabajo de estos autores, se puede recurrir a calibraciones semiempíricas de la abundancia de oxígeno vs. diferentes cocientes de intensidades de líneas en el rango óptico:

$$12 + \log(N(O)/N(H)), \text{ vs. } \log \{[O \text{ III}] / H\beta\};$$

$$12 + \log(N(O)/N(H)), \text{ vs. } \log \{([O \text{ III}] + [O \text{ II}]) / H\beta\}$$

$$12 + \log(N(O)/N(H)), \text{ vs. } \log \{[O \text{ III}] / [N \text{ II}]\} \quad ,$$

siendo $[O \text{ III}]$ la suma de las intensidades $I(\lambda 4959 \text{ \AA}) + I(\lambda 5007 \text{ \AA})$, $[O \text{ II}]$ la intensidad $I(\lambda 3727 \text{ \AA})$ y $[N \text{ II}]$ la intensidad $I(\lambda 6583 \text{ \AA})$. La abundancia final se obtuvo promediando las abundancias derivadas de las tres relaciones.

En algunos casos, hemos determinado abundancia de nitrógeno, así como las condiciones físicas de temperatura y densidad electrónica del gas, por lo que seguidamente, se describe el método empleado:

Teniendo en cuenta que para regiones H II, podemos asumir que

$$N(O)/N(H) \approx [N(O^+) + N(O^{++})]/N(H^+) \quad (1) \quad \text{y}$$

$$N(N)/N(O) \approx N(N^+)/N(O^+),$$

La abundancia relativa de nitrógeno resulta

$$N(N)/N(H) = \{[N(O^+) + N(O^{++})]/N(O^+)\} \cdot N(N^+)/N(H^+)$$

Las correspondientes temperaturas electrónicas fueron derivadas a partir de la ecuación (1), buscando los valores de T_e requeridos para las abundancias de oxígeno $N(O)/N(H)$ previamente adoptadas.

Para las abundancias iónicas se usaron las expresiones dadas por Díaz (1985):

$$N(\text{O}^+)/N(\text{H}^+) = I([\text{O II}] \lambda 3727) / I(\text{H}\beta) \times 7.76 \times 10^{-7} t_4^{-0.45} e^{3.86 / t_4}$$

$$N(\text{O}^{++})/N(\text{H}^+) = I([\text{O III}] \lambda 5007) / I(\text{H}\beta) \times 1.82 \times 10^{-6} t_4^{-0.53} e^{2.873 / t_4}$$

$$N(\text{N}^+)/N(\text{H}^+) = I([\text{N II}] \lambda 6583) / I(\text{H}\beta) \times 1.58 \times 10^{-6} t_4^{-0.42} e^{2.19 / t_4}$$

Siendo t_4 la temperatura electrónica en grados Kelvin $\times 10^{-4}$.

Las densidades electrónicas se determinaron a partir de las relaciones de intensidades $[\text{S II}] \lambda 6717 / [\text{S II}] \lambda 6731$ (Osterbrock 1989).

II.3.3 - Análisis individual de los objetos.

AM 0459-340

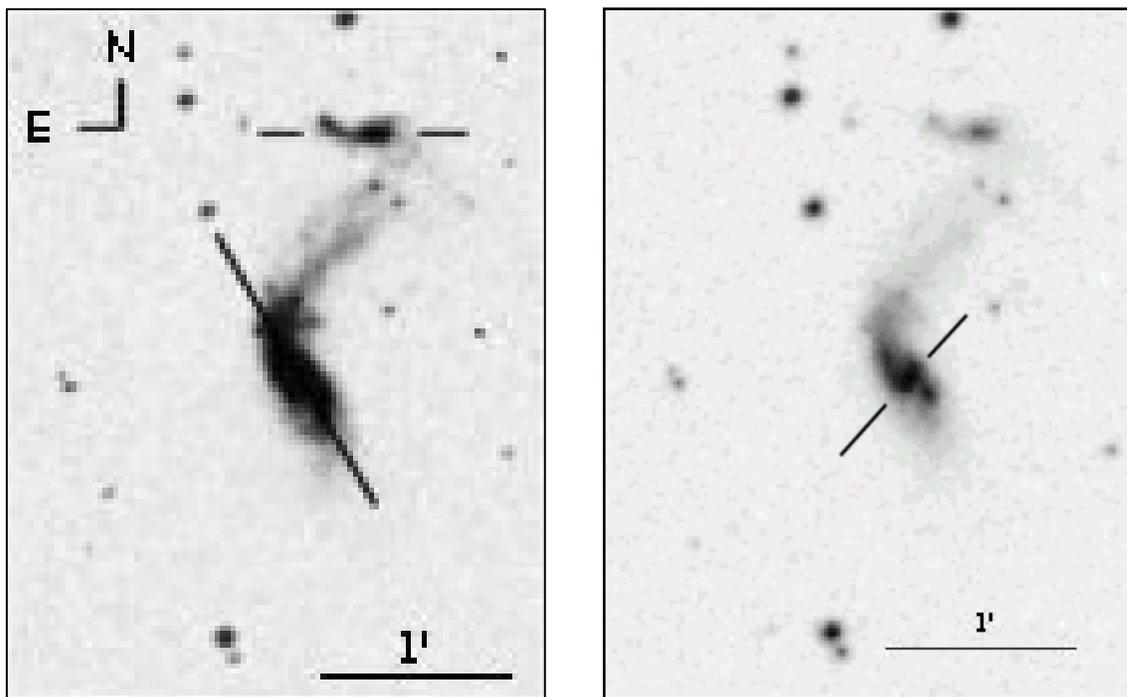


Figura II.17. *Izquierda:* Imagen en azul (DSS) del sistema AM 0459-340. *derecha:* imagen de AM 0459-340 (DSS) en el rojo: se puede apreciar una barra aparente o pseudo-barra y lo que parecerían ser dos brazos que parten de sus extremos. Se graficaron en ambas imágenes los ángulos de posición en los que la ranura fue posicionada, para la obtención de espectros.

El sistema AM 0459-340 es un objeto fuertemente interactuante y comprobamos con estas observaciones que se trata de un par físico, ya que la diferencia de velocidades sistemáticas entre las componentes es de 150 km/s. La galaxia principal (clasificada como espiral no definida en el catálogo RC3) presenta una inclinación de aproximadamente 63° entre el ángulo del eje polar y la dirección de la visual, mientras que su orientación es NE-SO (figura. II.17). El eje mayor de la principal, $PA = 28^\circ$, es de aproximadamente $1'$ de extensión. Del extremo Noreste sale una cola de marea ancha y difusa, que se extiende hasta la galaxia satélite. Ésta está vista de canto y tiene una extensión no mayor a los $25''$ en la dirección E-O. La satélite posee al E un brazo o puente levemente curvado hacia el Norte, donde se conecta con una pequeña condensación. La condensación es visible en imágenes del DSS en el azul, aunque no en imágenes en imágenes infrarrojas.

Una barra ($PA=140^\circ$) a partir de cuyos extremos se originan dos brazos, es visible en imágenes 2-MASS y en banda I.

En octubre de 2004, se observaron ambas galaxias a lo largo de sus ejes mayores y se obtuvieron espectros (figura II.18) de las regiones nucleares de ambas galaxias, (aunque en el caso de la satélite no está definida) y de regiones vecinas.

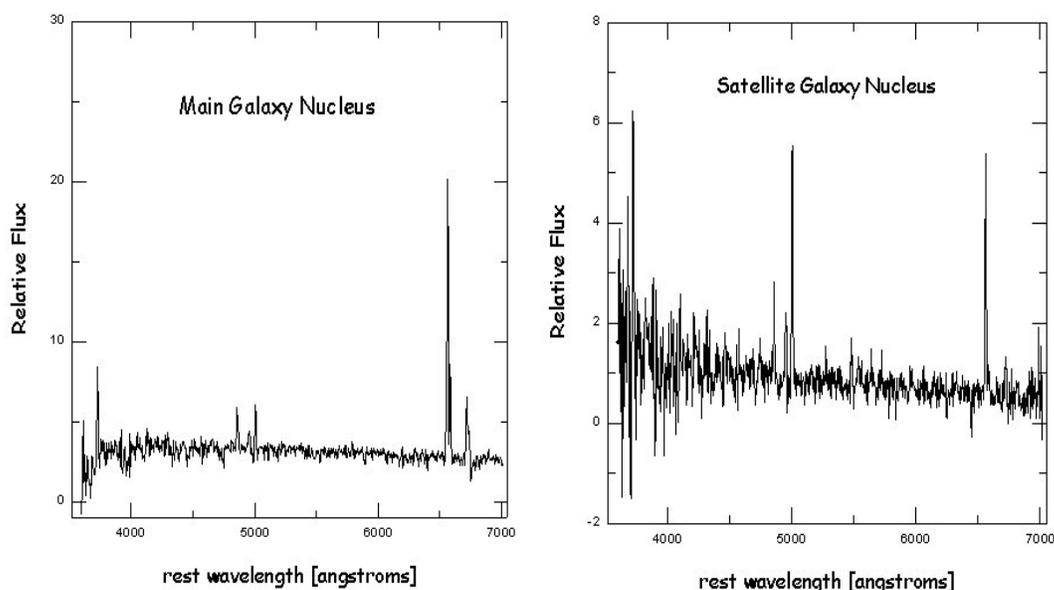


Figura II.18. *Izq.:* Espectro correspondiente a la región nuclear de la galaxia principal. *Der.:* Espectro correspondiente a la región central (coincide con la zona de máxima emisión en el continuo) de la galaxia satélite.

Los espectros obtenidos en todas las regiones estudiadas son característicos de actividad *starburst*, con un continuo que se eleva hacia longitudes de onda más cortas, e intensas líneas en la parte roja del espectro. Se realizó la sustracción de espectros *templates* de Bica (1988), para descontar la componente estelar subyacente. En la mayoría de los espectros de ambas galaxias se pudo ajustar el *template* "S7", el cual posee una contribución principal de estrellas del tipo espectral "A". Los cocientes de línea utilizados en el diagrama de diagnóstico clásico de Veilleux & Osterbrock (1987), corresponden a emisión tipo región H II, para todas las regiones estudiadas.

Recordando que la actividad de formación estelar actual está bien representada por la emisión en $H\alpha$, en la figura II.19 se presenta la distribución del flujo en $H\alpha$ según los ejes mayores de las dos galaxias. El perfil en $H\alpha$ indica una actividad intensa en la región central de la galaxia principal, aunque también se observa un pico en la emisión, en la región sobre el brazo anteriormente mencionada. La emisión en $H\alpha$ es bien notoria en la región central de la galaxia satélite y también está presente en el brazo y en la condensación noreste.

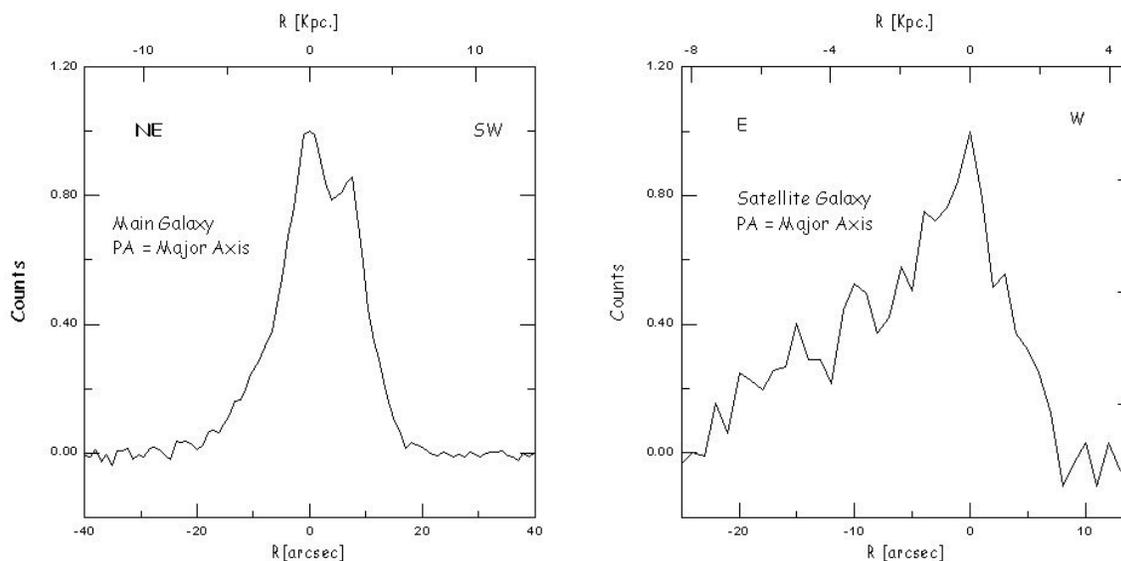


Figura II.19. Perfiles del flujo de $H\alpha$ (continuo sustraído) correspondientes a los ejes mayores de ambas galaxias.

Del espectro integrado de la galaxia mayor, obtenemos un ancho equivalente en $H\alpha$ $EW(H\alpha) = 78 \text{ \AA}$ y de $EW((H\alpha)+[NII]) = 105 \text{ \AA}$, mientras que el espectro integrado de la satélite presenta un $EW(H\alpha) = 125 \text{ \AA}$. Los valores encontrados reflejan una intensa actividad de formación estelar, sobre todo en la galaxia satélite, actividad probablemente inducida por la interacción. En la figura II.20 se observa la distribución de $EW(H\alpha)$ según los ejes mayores de las dos galaxias. La distribución del ancho equivalente de la galaxia principal se incrementa en forma continua, desde 37 \AA en el extremo NE, pasando por 81 \AA en el centro (barra), hasta alcanzar el valor de 189 \AA , que coincide con una

destacada región de emisión sobre el brazo sur-oeste y luego el valor del ancho equivalente disminuye hasta 73 \AA . Aunque la actividad de formación estelar es importante en toda la extensión del objeto, ésta es particularmente intensa en la región de emisión mencionada. Este resultado es similar al encontrado por Chitre & Joshi (2001), en los que el valor máximo en la distribución en ancho equivalente en $H\alpha$ en galaxias *starburst* Markarian, se alcanza fuera del núcleo. Estos autores además encuentran que los picos de líneas de emisión se dan en las regiones centrales y que luego decrecen exponencialmente. Además encuentran que el ancho equivalente nuclear es mayor que el global, en la mayoría de los casos.

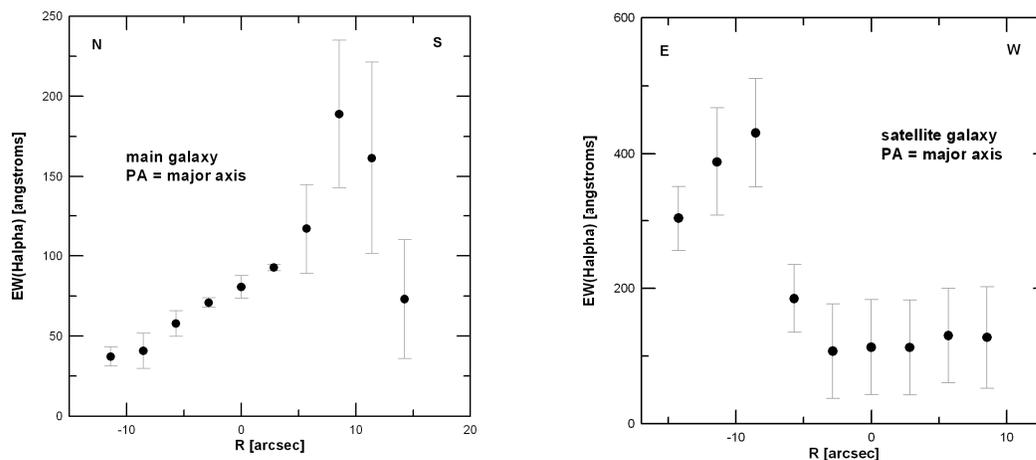


Figura II.20. Distribución del ancho equivalente en $H\alpha$, según los ejes mayores de ambas galaxias. (panel izquierdo: galaxia principal; derecho: galaxia satélite).

El ancho equivalente de $H\alpha$ es una medida de la tasa de formación estelar actual comparada con la población estelar más vieja, por lo que esto sugiere que la población anterior a la actual se hace más manifiesta, a medida que nos vamos más hacia el NE. En el cuerpo principal de la satélite el $EW(H\alpha)$ se mantiene aproximadamente constante (entre 107 y 130 \AA), aunque hacia el Este, a $6''$ del origen, se eleva a 185 \AA . Los valores de $EW(H\alpha)$ son más altos (entre 300 y 430 \AA) en la región que corresponde al pequeño puente y a la región de emisión que conecta hacia el noreste.

Se obtuvieron las abundancias de oxígeno (figura II.21) según los ejes mayores de ambas galaxias. La distribución de la abundancia del oxígeno en la galaxia principal es tal que, en términos generales, la abundancia se mantiene aproximadamente constante desde $-3''$ hasta los $2''$, con una ligera disminución en la zona central, en la zona de la barra, con un valor de O/H de 5×10^{-4} . Hacia el suroeste la abundancia decae rápidamente y también decrece la abundancia hacia el noreste. El gradiente es de 0.065 dex/kpc (ver figura II.22). La distribución de la abundancia relativa de oxígeno según la dirección de la barra, también decrece hacia sus extremos. A diferencia de la galaxia mayor, la

distribución de la abundancia de oxígeno de la satélite se mantiene prácticamente constante a lo largo de toda la extensión de la misma (debido a la baja relación señal ruido de los espectros correspondientes a la zona del puente y de la condensación norte que conecta, no fue posible obtener abundancias de estas zonas), con un valor de abundancia del oxígeno algo menor, de 3×10^{-4} , siendo similar al valor de abundancia encontrado en la principal, para el punto noreste ubicado más alejado del centro de esta galaxia. Esto último podría estar sugiriendo transferencia directa de materia, de la galaxia mayor a la satélite.

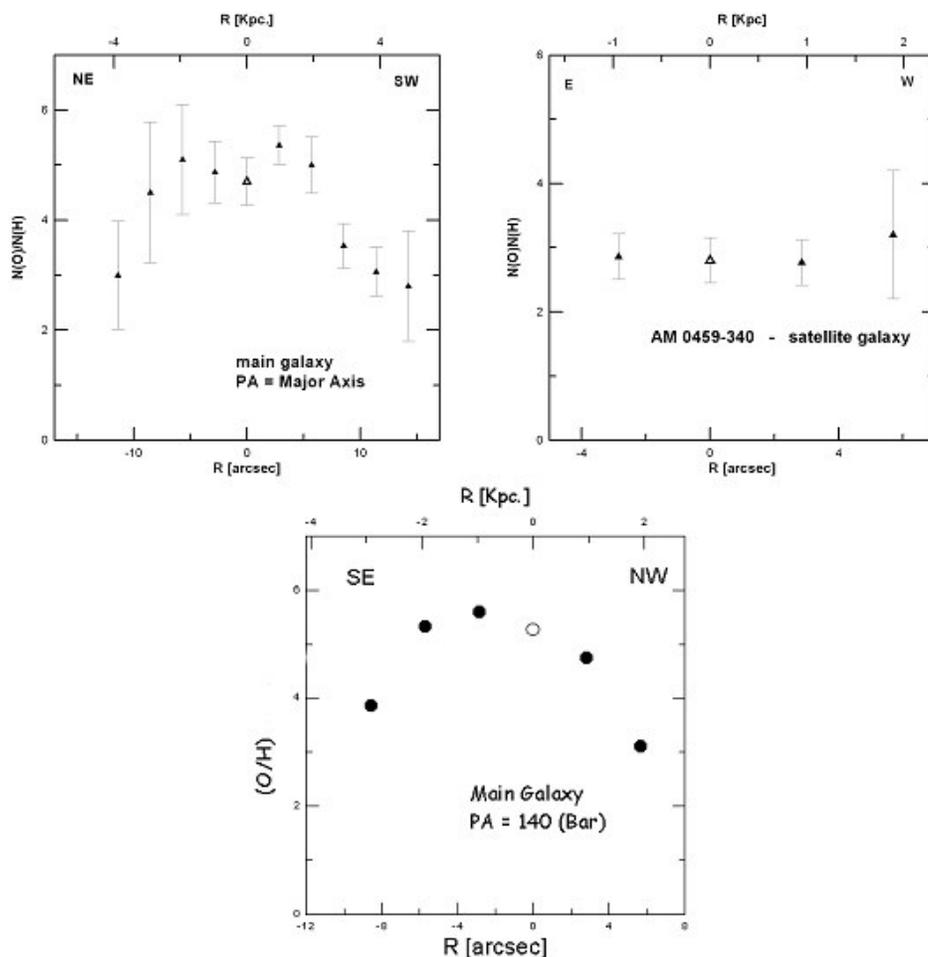


Figura II.21. Arriba a la izquierda: Distribución de las abundancias del oxígeno, para la galaxia principal, según su eje mayor. Arriba a la derecha: Distribución de las abundancias del oxígeno, para la galaxia principal, según su eje mayor. Abajo: Distribución de la abundancia de oxígeno según la posible barra de la galaxia principal. En los tres gráficos, las abundancias relativas están dadas en unidades de 10^{-4} .

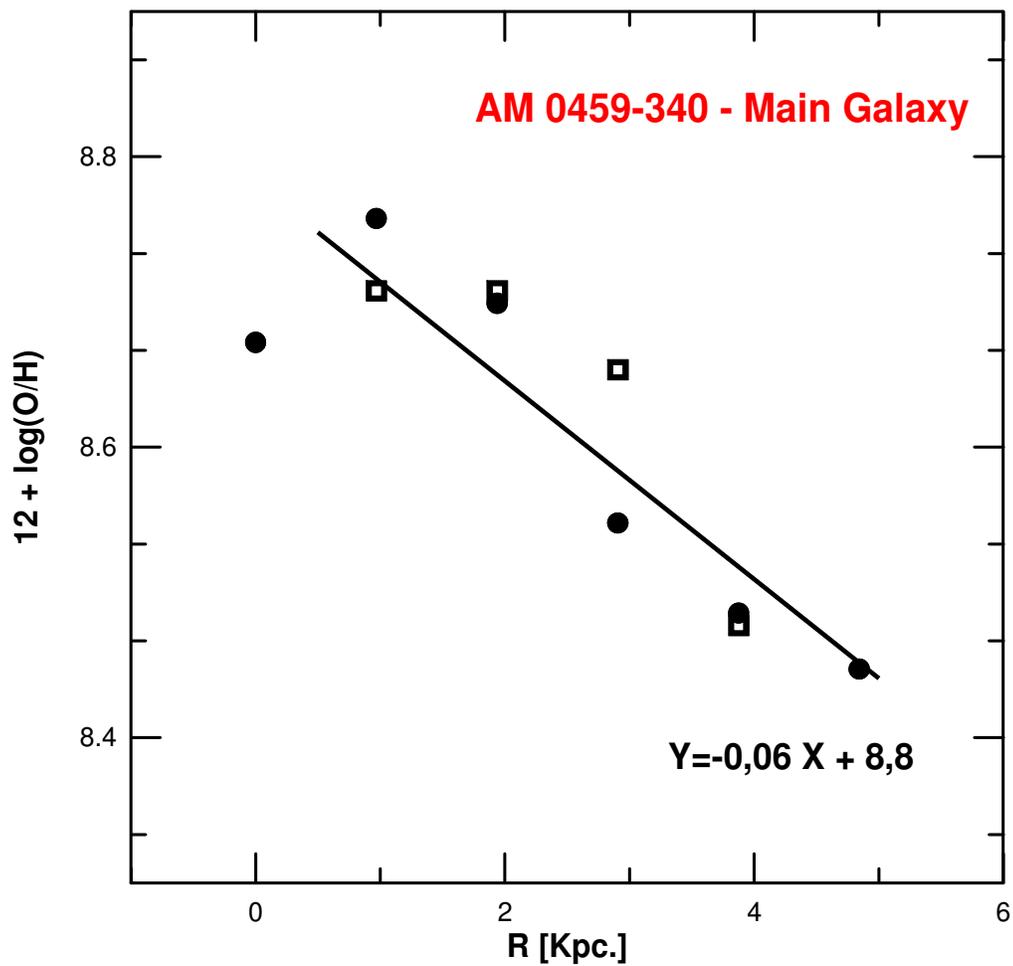


Figura II.22. Abundancia de oxígeno según la dirección del eje mayor fotométrico de la galaxia principal. Los círculos corresponden a la dirección NE, mientras que los cuadrados a la rama SW. Está indicado el ajuste lineal realizado.

VV 410

Espectroscopía.

VV 410 es un sistema de galaxias cuyas componentes están separadas por unos 78" y conectadas por un brazo espiral distorsionado.

VV 410 fue observado los días 15 y 16 de marzo de 2004. Se obtuvieron espectros con una ranura de 2.8" de ancho y 348" de largo, según las direcciones que corresponden a la pseudo-barra de la galaxia principal y al eje mayor de la satélite (figura II.23).

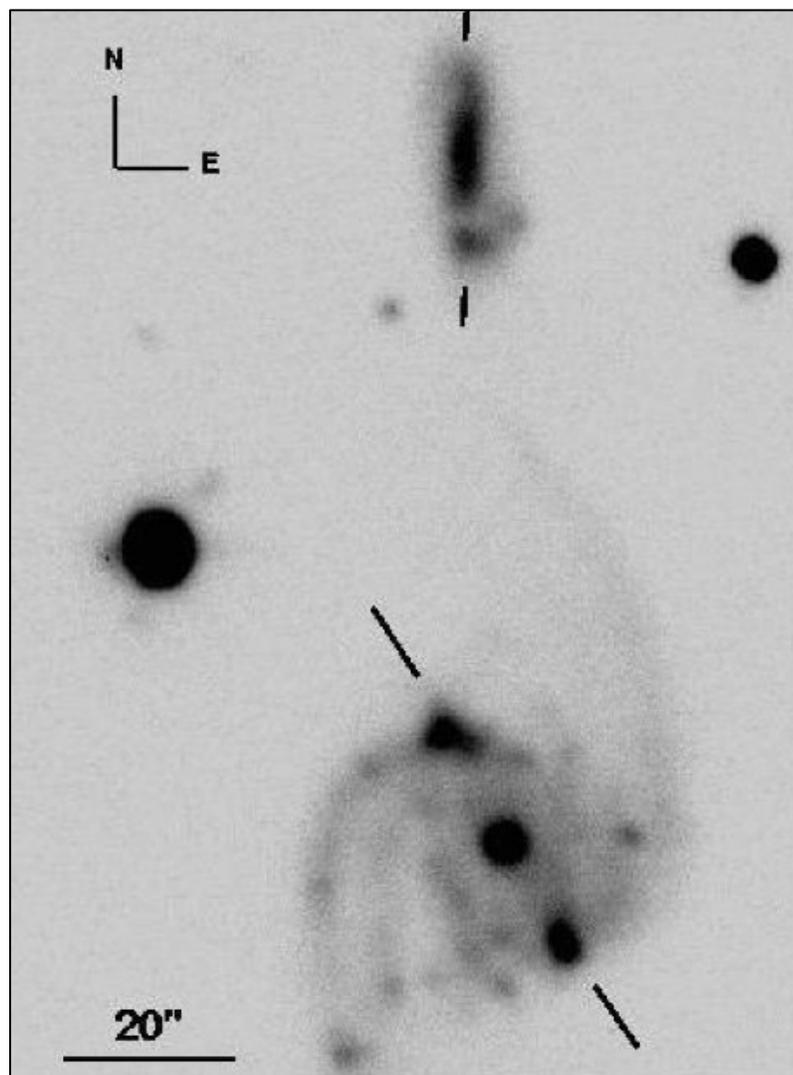


Figura II.23. Imagen en filtro azul de VV410, obtenida en CASLEO.

Se obtuvo información espectroscópica del núcleo de la galaxia mayor y zonas vecinas, de las dos prominentes regiones de los extremos NW y SE de su estructura barreada y de zonas intermedias; también se obtuvo información del

núcleo de la galaxia satélite. Para descontar la contribución espectral estelar y aislar sólo la emisión, se sustrajeron a los espectros *templates* adecuados (ver ejemplo en Fig. II.24a). El espectro integrado de la primera corresponde a una galaxia tipo SBb/SBbc; su espectro nuclear (Fig. II.24a) evidencia una considerable actividad de formación estelar propia de su tipo, en tanto que los espectros de las regiones NW (Fig. II.24b) y SE (Fig. II.24c) son característicos de *starbursts*, especialmente el de esta última. El espectro integrado del objeto satélite corresponde a una galaxia tipo Sb/Sbc y en su núcleo (Fig. II.24d) también se evidencia una moderada a fuerte actividad de formación estelar, la que además resulta algo mayor que la de la otra. Se midieron los flujos de las principales líneas de emisión presentes, los que fueron corregidos por extinción interna utilizando las curvas de Seaton (1979).

Se obtuvieron abundancias relativas de O/H y N/H para ambas galaxias (tablas II.6 y II.7; figuras II.25 y II.26). Estas abundancias, presentan para la galaxia de mayor tamaño, sus máximos valores en el núcleo, como en muchas otras galaxias, siendo algo menor los valores correspondientes a los extremos de la barra. Las mediciones de abundancias de oxígeno correspondientes a la región nuclear de la satélite es de aproximadamente $O/H = 5 \times 10^{-4}$.

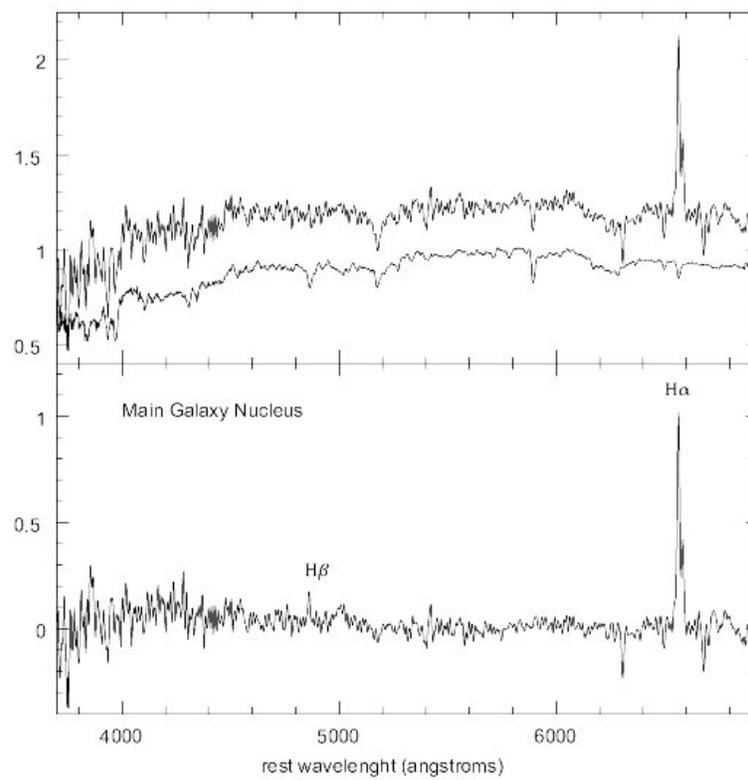


Figura II.24a. en el panel de arriba se pueden ver el espectro observado correspondiente a la región nuclear de la galaxia principal de VV 410 y debajo del mismo, el *template* utilizado. En el panel de abajo, se muestra el espectro resultante de sustraer el *template* al espectro observado.

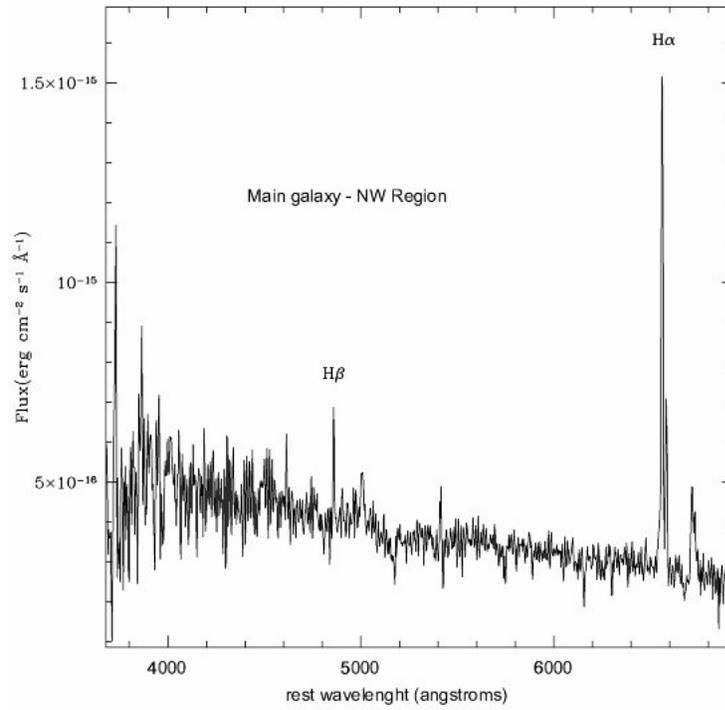


Figura II.24b. Espectro de la región NW de la galaxia principal.

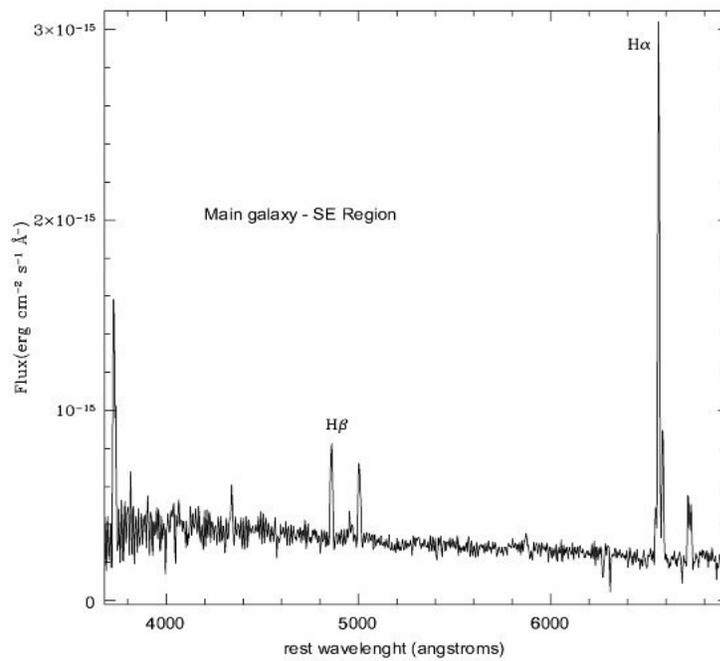


Figura II.24c. Espectro de la región SE de la galaxia principal.

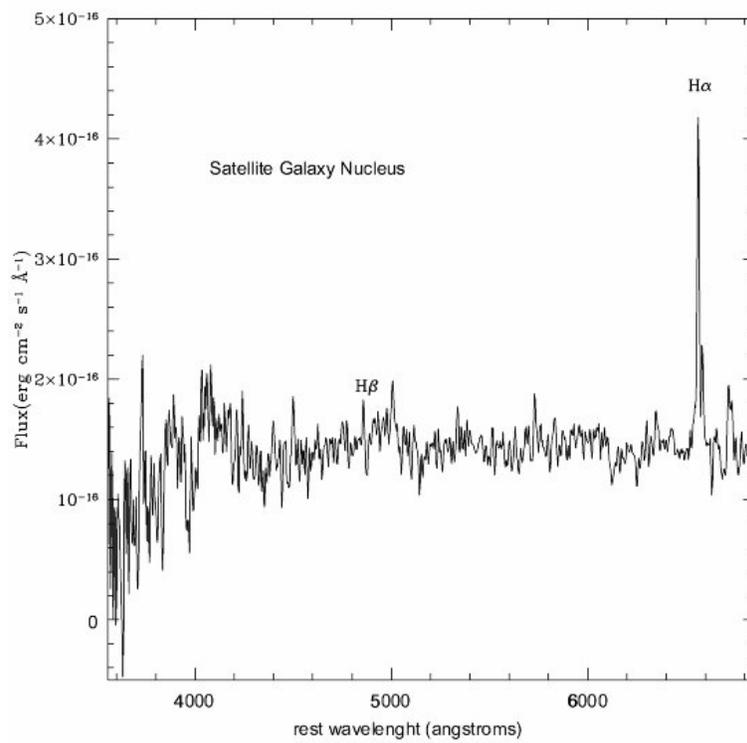


Figura II.24d. Espectro de la región nuclear de la galaxia satélite de VV 410.

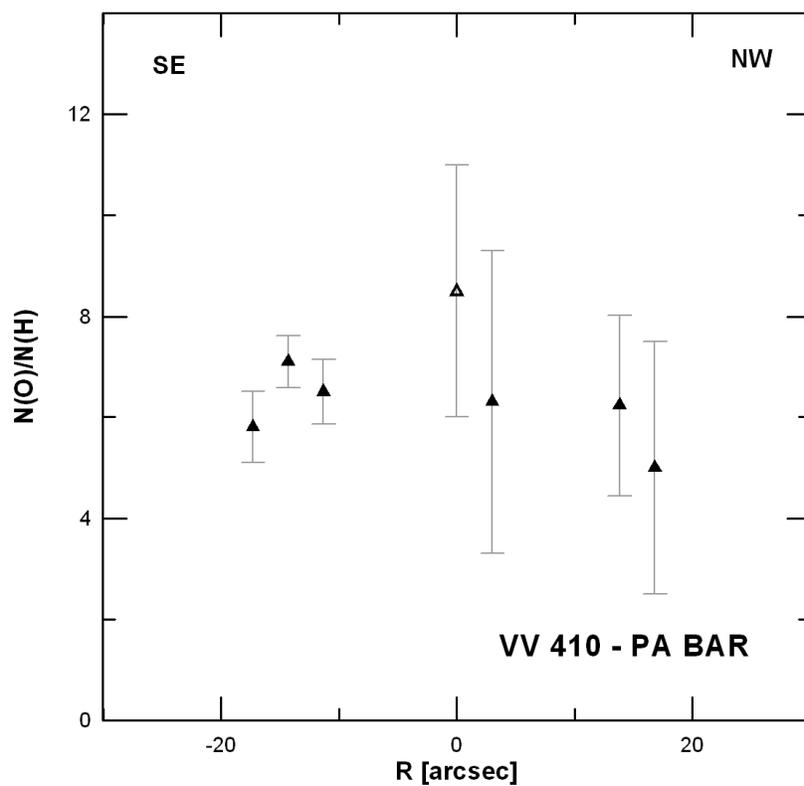


Figura II.25. Distribución de la abundancia de oxígeno en la galaxia principal de VV 410, según la dirección de la pseudo- barra. Las abundancias relativas deben multiplicarse por 10^{-4} .

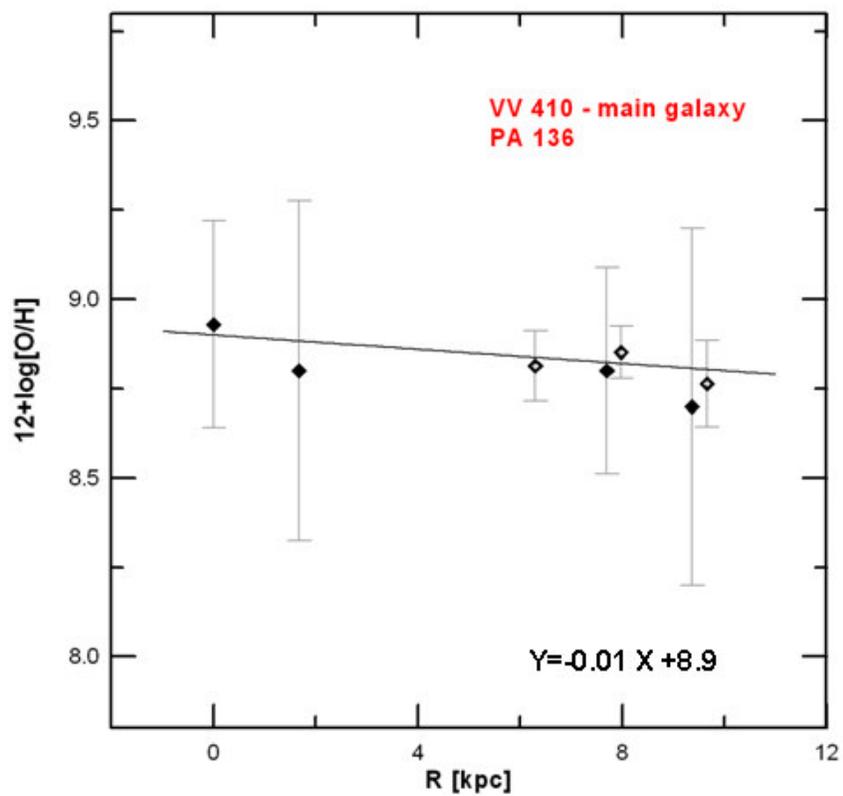


Figura II.26. Distribución de la abundancia de oxígeno en la galaxia principal de VV 410, según la dirección de la pseudo- barra.

En la figura II.26 se ilustran las distribuciones de los anchos equivalentes $EW(H\alpha)$ de las zonas medidas en las dos galaxias. En ambas los valores más altos se encuentran fuera de los núcleos. Los $EW(H\alpha) = 31 \text{ \AA}$ y $EW(H\alpha + [NII]) = 43 \text{ \AA}$ en el núcleo de la galaxia satélite revela una actividad de formación estelar mayor que en el núcleo de la principal, la que a su vez tanto su $EW(H\alpha) = 16 \text{ \AA}$ como su $EW(H\alpha + [NII]) \sim 25 \text{ \AA}$ nucleares indican una actividad comparable a la de las galaxias espirales aisladas, lo que está de acuerdo con las características de sus respectivos espectros. La figura II.27 indica que en las ya citadas regiones NW y SE hay una muy intensa actividad *starburst*, especialmente en esta última. Si la interacción entre los dos objetos (que podría haber producido alguna forma de circulación de material) es lo que habría incentivado la actividad de formación estelar en el núcleo del objeto pequeño y más aún en su cuerpo principal, ella no habría modificado la formación estelar normal del núcleo de la galaxia mayor.

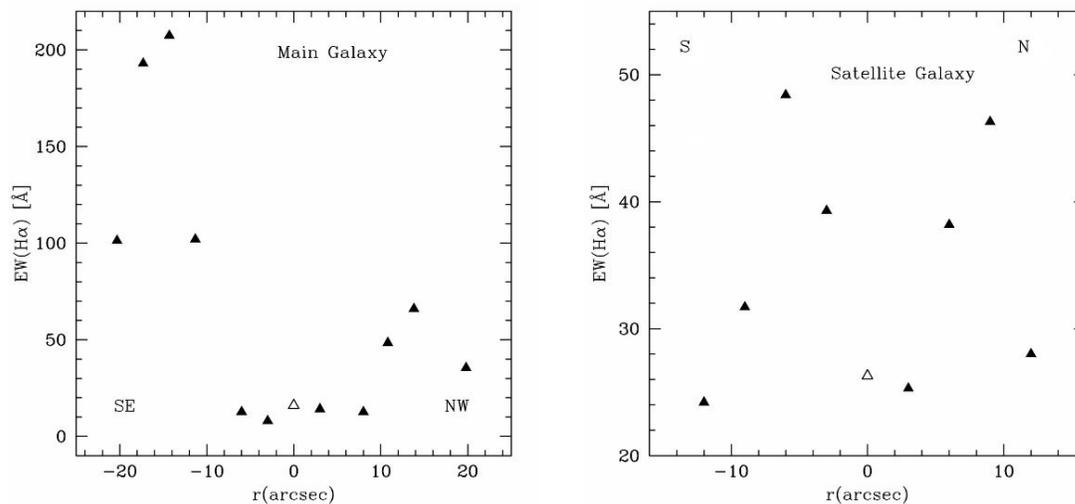


Figura II.27. Distribución del $EW(H\alpha)$ según la dirección de la pseudo-barra de la galaxia principal (izquierda) y según el eje mayor de la galaxia satélite (derecha). (las correspondientes estimaciones de errores, que no superan el 20%, están indicadas en las tablas II.6 y II.7).

Se obtuvieron edades indicativas de los *brotos* de formación estelar en el núcleo de la galaxia principal y en las dos citadas regiones a partir de sus correspondientes $EW(H\alpha)$ (para las regiones NW y SE éstos son 65 \AA y 207 \AA respectivamente) las que resultaron 9.2×10^6 , 6.4×10^6 y 5.7×10^6 años respectivamente, de acuerdo al modelo para *brotos* instantáneos con metalicidades de $1 Z_{\odot}$ en el núcleo, $0.8 Z_{\odot}$ en la región NW y $0.6 Z_{\odot}$ para la SE (estos últimos valores derivados de las curvas correspondientes a 1 y $0.4 Z_{\odot}$ (Leitherer et al. 1999). De la misma manera se estimó una edad para el *brote* del núcleo del objeto pequeño de 7.9×10^6 años.

Dada la conexión entre el brazo distorsionado de la galaxia principal, que nace en la región SE de la pseudo-barra, con la galaxia satélite y las

abundancias en ésta, no es improbable que hubiera habido circulación de material.

La distribución de la emisión $H\alpha$ indica dónde se concentra la actividad de formación estelar actual y en la figura II.28 se ilustran las distribuciones del flujo $H\alpha$ observado (continuo sustraído). Nótese que la emisión en $H\alpha$ está muy localizada: en la región nuclear y en los extremos de la barra, alcanzando su máximo en el extremo SE. Entre los extremos de la barra y la región central, la emisión en $H\alpha$ es prácticamente nula. Aunque se han observado otros casos de condensaciones brillantes en los extremos de barras, creemos que VV 410 podría ser un caso extremo, por lo cual sería valioso continuar con estudios más detallados y en otras frecuencias, de este objeto.

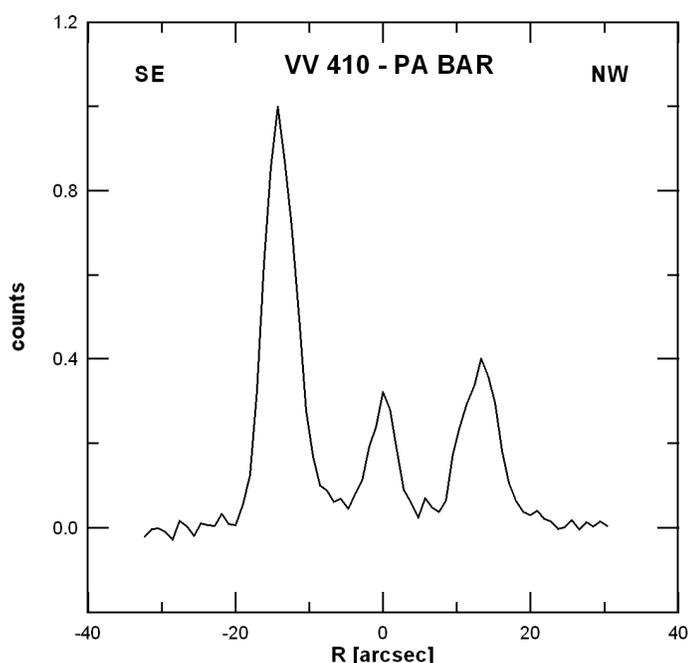


Figura II.28. Perfil de $H\alpha$ (continuo sustraído).

Como es evidente a partir de la distribución de $H\alpha$, la intensificación en la actividad de formación estelar, se ha dado en los extremos de la barra, como ya se observara en otros sistemas barreados. Anteriormente se ha mencionado que este fenómeno podría deberse a “compresión del gas” en estas regiones (Roberts et al. 1979). El gradiente de abundancia de oxígeno a lo largo de la barra de la galaxia principal es más bien bajo, siendo de -0.01 dex /kpc. El gradiente más suave se debería a la intensa actividad de formación estelar inducida en los extremos de la barra. Además el núcleo también podría haber experimentado etapas *starbursts* anteriores y se lo estaría observando después del pico de actividad de formación estelar, lo que es compatible con su espectro.

Los resultados indican que en la galaxia principal hay formación estelar intensa en las dos regiones de los extremos de la pseudo-barra, y sugieren que en el núcleo habría una población estelar más vieja que en las regiones de los

extremos de la barra. La interacción entre las dos galaxias habría incentivado una formación estelar moderada en el núcleo de la satélite, en tanto que no habría afectado la formación estelar del núcleo de la mayor, aunque en ésta sí se desarrolló importante formación estelar, localizada, fuera de su núcleo.

En las siguientes tablas, se listan los parámetros físicos derivados para las dos galaxias del sistema:

Tabla II.6 - Parámetros Físicos

Galaxia Principal												
Parámetro	Región 1 -20".31	Región 2 -17".31	Región3 -14".31	Región 4 -11".31	Región 5 -6"	Región 6 -3"	Región 7 0"	Región 8 3"	Región 9 8"	Región10 10".8	Región11 13".8	Región12 16".8
$N(O)/N(H) \times 10^{-4}$	--	5.8±0.7	6.1±0.5	6.8±0.6	--	--	8.9±2.5	6±3	--	--	7.5±2.0	7.3±2.5
$N(N)/N(H) \times 10^{-5}$	--	3.1±0.6	3.3±0.5	4±1	--	--	7.4±2.5	3.7±1.5	--	--	5±2	5±2
$N(N)/N(O)$	--	0.05±0.01	0.05±0.01	0.06±0.01	--	--	0.08±0.04	0.07±0.04	--	--	0.07±0.04	0.07±0.03
T_e (K)	--	7500	7200	7000	--	--	6500	7100	--	--	6800	6800
$EW(H\alpha)$ (Å)	100±10	190±15	207±30	100±20	13±2	8±1	16±1	14±1	13±2	48±5	66±8	--
$^*F(H\alpha) \times 10^{-14}$	--	1.58	2.36	1.09	--	0.19	4.87	1.36	--	--	1.88	2.40

Nota-Las distancias están referidas a la región 7, siendo positivas hacia el NW.

* - Flujo corregido por absorción interna y con *template* restado, las unidades en $\text{erg. cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$

Tabla II.7 - Parámetros Físicos

Galaxia Satélite									
Parámetro	Región 1 -12"	Región 2 -9"	Región 3 -6"	Región 4 -3"	Región 5 0"	Región 6 3"	Región 7 6"	Región 8 9"	Región 9 12"
$N(O)/N(H) \times 10^{-4}$	--	--	--	--	4 ± 1	5 ± 1	--	--	--
$N(N)/N(H) \times 10^{-5}$	--	--	--	--	3 ± 1	3 ± 1	--	--	--
$N(N)/N(O)$	--	--	--	--	0.07±0.05	0.07±0.02	--	--	--
T_e (K)	--	--	--	--	8000	8000	--	--	--
$EW(H\alpha)$ (Å)	24±3	32±3	48±5	39±4	26±3	25±3	38±3	46±4	28±3

Nota-Las distancias están referidas a la región 5 (centro de la región nuclear de la galaxia satélite), siendo positivas hacia el N.

Fotometría.

Las observaciones fotométricas se llevaron a cabo en CASLEO el 19 de marzo de 2004, para lo cual se utilizó el telescopio de 2.15 m. Se obtuvieron imágenes con los filtros en banda ancha B, V, R, I. Para una explicación detallada acerca del proceso de reducción de imágenes directas de CCD, remito al lector al “Trabajo Especial de Licenciatura en Astronomía” de G. Günthardt (1999).

Se determinaron las magnitudes y colores de VV 410, para lo cual se utilizaron aperturas circulares centradas en los núcleos de ambas galaxias. Los resultados se detallan en las tablas II.8 y II.9. Los errores estimados son ± 0.04 en V, ± 0.07 en B-V y ± 0.06 en V-R. En el caso de la galaxia principal, las magnitudes permanecen invariables a partir de 42”, mientras que para la satélite lo es a partir de los 24”, por lo que se adoptan como magnitudes y colores integrados, a los valores que corresponden a los radios mencionados. Los colores B-V integrados, los cuales son similares para ambas galaxias, son similares a los valores promedio de una galaxia de tipo Sbc, Sc (Roberts & Haynes 1994).

Se obtuvieron las magnitudes y colores de 11 regiones de emisión de la galaxia principal (Fig. II.29 y tabla II.10) y de 6 regiones de la galaxia satélite (Fig. II.30 y tabla II.11). Los colores de las regiones 2 y 3 de la galaxia de mayor tamaño son más bien azules, mientras que la región nuclear de la galaxia presenta colores más rojos, aunque la extinción en esta zona es mayor. Se observan los colores más azules en las regiones externas de la zona sur del disco de la galaxia (regiones 3, 4, 7 y 10); en el mapa de color B-R (Fig. II.31) se observan estas regiones en las tonalidades más claras. Se debe tener en cuenta que, aunque en las otras regiones estudiadas los colores son menos azules, estos también estarían reflejando una población estelar joven, formación estelar que tal vez fue inducida por la interacción con la galaxia satélite.

En la tabla II.10 también se listan las magnitudes absolutas (M_V) correspondientes a las regiones estudiadas de la galaxia mayor. Existe la posibilidad de que la región 4, en el escenario propuesto por Mirabel, F., Dottori, H., & Lutz, D., (1992), sea una galaxia enana de marea; precisamente la M_V de este objeto es de -16.0 ± 0.2 , siendo el promedio en la magnitud absoluta visual de las enanas de -15.5 .

Los colores B-V de la satélite mostrarían colores más azules hacia las zonas externas de la galaxia, aunque la variación de color a lo largo de la galaxia no es grande.

Ambas galaxias poseen colores B-V integrados que sugieren que la población estelar promedio se encontraría entre los tipos F5 y G0.

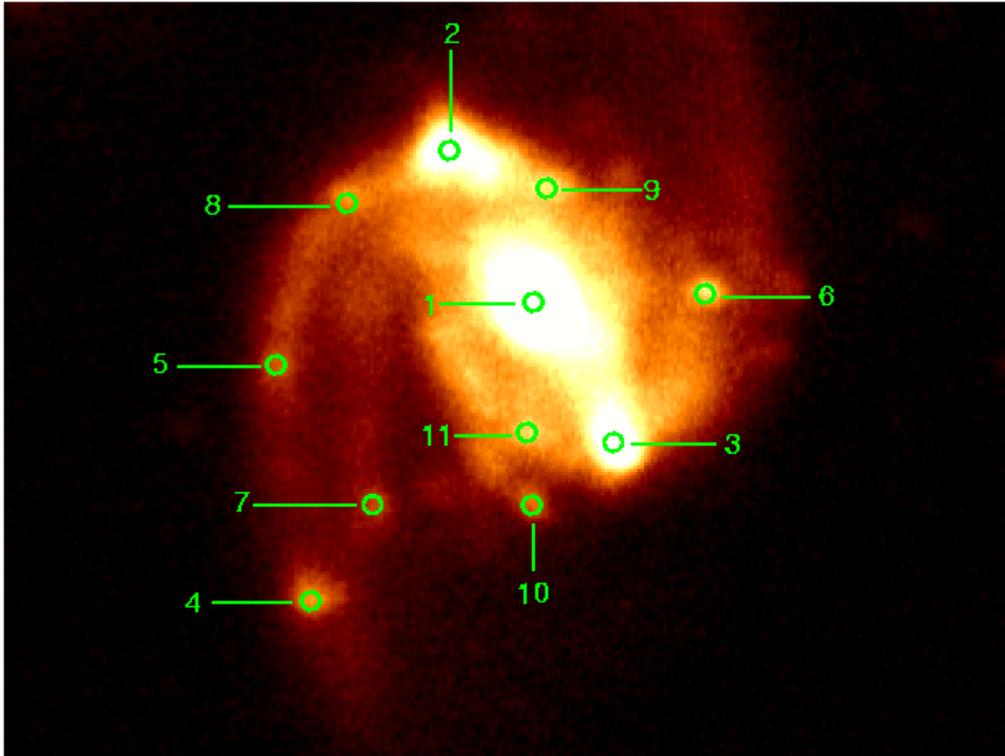


Figura II.29. Imagen "V" obtenida en CASLEO de la galaxia principal. El Norte es hacia arriba y el Este hacia la derecha.

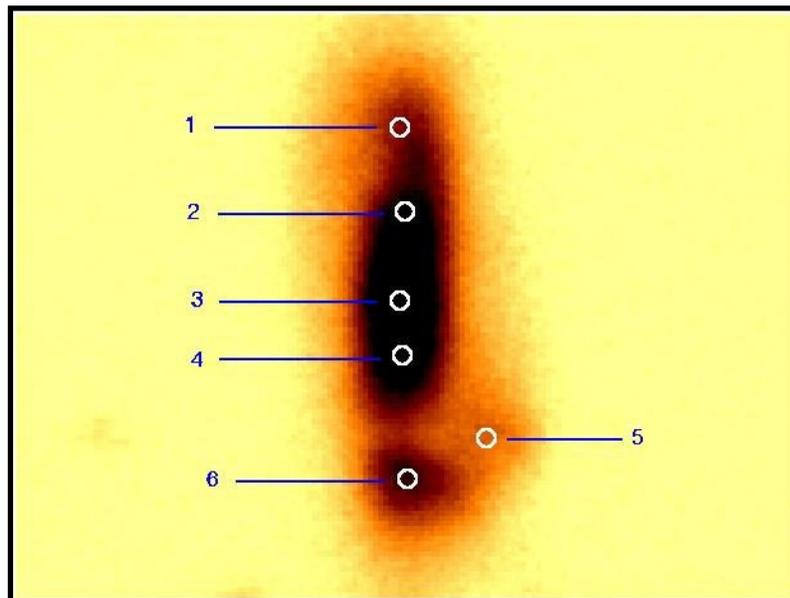


Figura II.30. Imagen "V" obtenida en CASLEO de la galaxia satélite. El Norte es hacia arriba y el Este hacia la derecha.

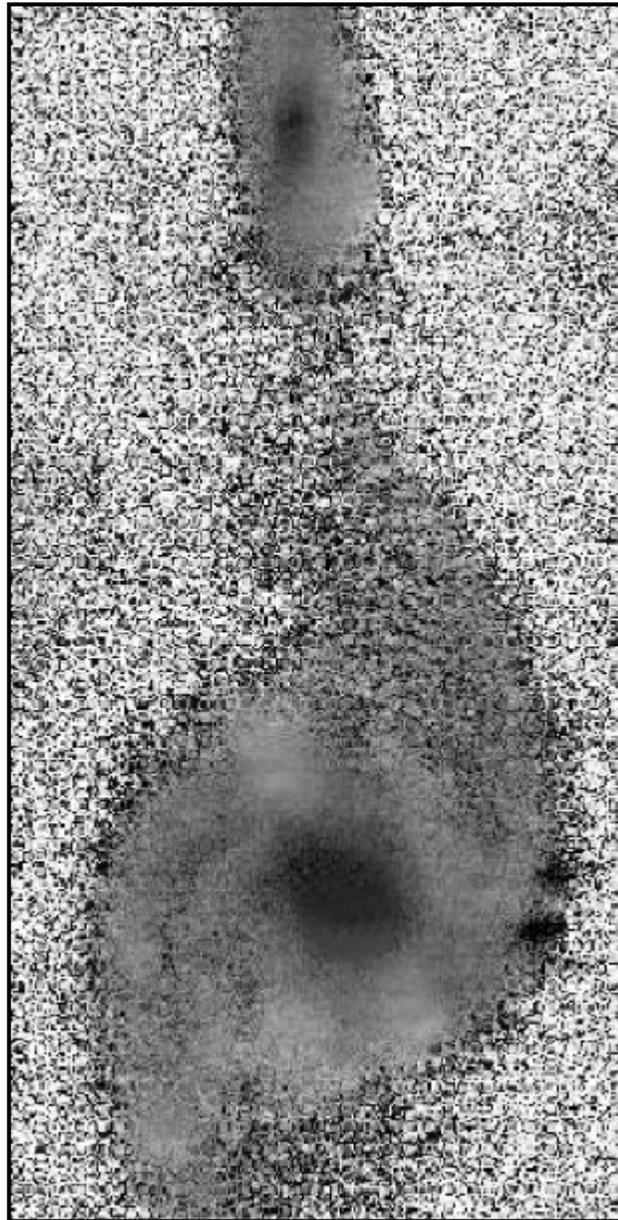


Figura II.31. Mapa de color B-R. Las zonas más claras corresponden a colores más azules.

Tabla II.8			
Magnitudes y colores de la galaxia principal de VV410.			
<i>r (arcsec)</i>	V	B-V	V-R
2.6	16.66	0.82	0.52
5.3	15.86	0.80	0.53
8.0	15.36	0.76	0.53
10.6	14.97	0.68	0.51
13.3	14.66	0.61	0.49
15.9	14.43	0.56	0.49
18.6	14.28	0.54	0.48
21.2	14.19	0.54	0.48
23.9	14.12	0.53	0.47
26.5	14.08	0.53	0.47
29.2	14.05	0.53	0.48
31.8	14.02	0.53	0.47
34.5	14.00	0.53	0.47
37.1	13.98	0.53	0.46
37.8	13.97	0.53	0.46

Tabla II.9			
Magnitudes y colores de la galaxia satélite de VV410.			
<i>r (arcsec)</i>	V	B-V	V-R
1.9	17.85	0.77	0.50
3.7	16.79	0.67	0.49
5.6	16.31	0.61	0.47
7.4	16.04	0.57	0.47
9.3	15.83	0.54	0.49
11.1	15.67	0.53	0.45
13.0	15.59	0.53	0.45
14.8	15.54	0.52	0.44
16.7	15.52	0.52	0.44
18.6	15.51	0.52	0.44
20.4	15.50	0.52	0.44
24.1	15.49	0.52	0.44

Tabla II.10
Magnitudes y Colores de regiones de la
Galaxia Principal

Región	M_V	V	B - V	V - R
1	-18.25	17.00	1.16	0.50
2	-16.92	18.33	0.31	0.28
3	-17.15	18.10	0.31	0.36
4	-15.97	19.29	0.34	0.23
5	-15.20	20.06	0.46	0.19
6	-15.65	19.60	0.43	0.43
7	-14.65	20.61	0.36	0.17
8	-15.04	20.22	0.49	0.27
9	-15.09	20.17	0.59	0.33
10	-15.03	20.22	0.33	0.32
11	-15.31	19.95	0.56	0.33

Tabla II.11
Magnitudes y Colores de regiones de
la Galaxia Satélite

Región	V	B - V	V - R
1	19.39	0.53	0.33
2	18.87	0.59	0.23
3	18.60	0.65	0.48
4	18.31	0.73	0.66
5	19.82	0.33	0.34
6	18.87	0.48	0.32

Debemos resaltar que existe acuerdo entre los resultados espectroscópicos con los fotométricos. En las regiones nucleares los espectros corresponden a una población estelar más evolucionada, mientras que la fotometría revela colores más rojos para estas regiones. En los extremos de la barra de la galaxia mayor, está teniendo lugar una intensa actividad de formación estelar, lo cual se ve reflejado en los colores más azules de la fotometría.

NGC 646

Se realizaron observaciones espectroscópicas según la dirección que une ambas galaxias ($PA = 96^\circ$), en dirección de la barra de la galaxia principal ($PA = 18^\circ$) y en la dirección que cubre algunas regiones de emisión de uno de los brazos de la galaxia principal ($PA = 63^\circ$) (ver figura II.32 y tabla II.12).

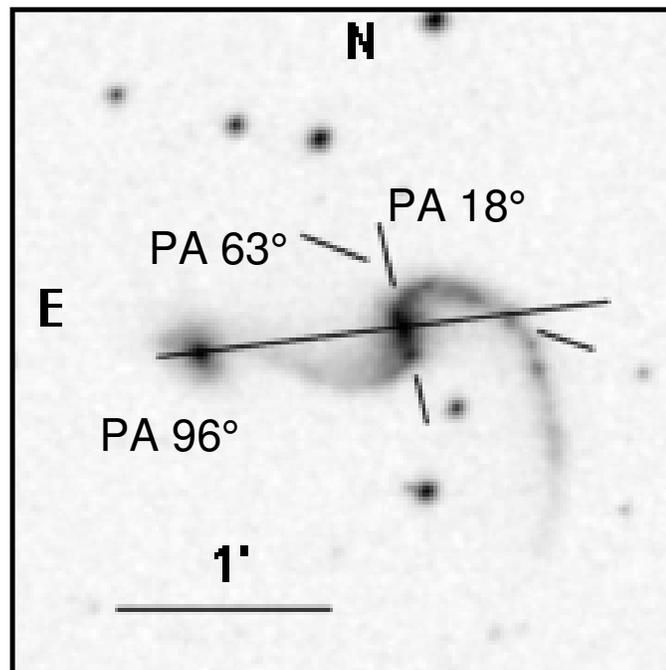


Figura II.32. Imagen DSS (rojo) de NGC 646. Se indican los ángulos de posición en los que se ubicó la ranura.

Tabla II.12

NGC 646 Parámetros Físicos						
	Posición (")	T_e (K)	EW(H α) (Å)	N(O)/N(H) $\times 10^{-4}$	N(N)/N(H) $\times 10^{-5}$	N(N)/N(O)
Galaxia Satélite PA = 96°						
	-3	7590	20±2	5.2 ± 0.8	5.9	0.10
	0	7440	20±2	5.6 ± 0.7	6.5	0.11
	3	7430	15±1	5.5 ± 0.8	6.5	0.12
Galaxia Ppal. PA = 96°						
	56	5890	111±10	13 ± 3	9.2	0.07
	59	5700	85±10	14 ± 3	10	0.07
Galaxia Ppal. PA = 63° (regiones de emisión del brazo)						
	-8	7230	87±7	6 ± 1	5.4	0.09
	13	7260	116±10	6 ± 1	3.6	0.06

Nota-Las distancias están referidas, para PA=96°, al centro de la región nuclear de la galaxia satélite, siendo positivas hacia el Oeste.

El espectro de la región nuclear de la galaxia principal (figura II.33) presenta intensas líneas en la parte roja del espectro, con un $EW((H\alpha+[N II])=106 \text{ \AA}$, valor que refleja una actividad de formación estelar intensificada. Éste es un espectro similar al observado para NGC 2798, galaxia clasificada como Sa pec. El espectro de la región nuclear de la galaxia satélite (figura II.34) presenta intensa emisión en la parte roja del espectro, resultando $EW((H\alpha+[N II])=36 \text{ \AA}$; el continuo presenta similitud con el espectro de M 82, aunque la excitación en la región nuclear de la satélite de N 646 es mayor. Se extrajo un espectro integrado a lo largo de la barra, siendo $EW((H\alpha+[N II])=77 \text{ \AA}$, valor que se encuentra en el límite inferior del rango correspondiente a galaxias *starburst* (77 Å – 234 Å) (Kennicutt 1992), aunque es $\cong 3$ veces el que corresponde a una galaxia aislada Sb o Sc. Se estudiaron varias regiones de emisión ubicadas sobre la barra y todas reflejan actividad de formación estelar intensa. A partir de los modelos de Leitherer et al. (1999), “*Starburst 99*”, fue posible derivar las edades de los brotes de formación estelar, haciendo uso de los anchos equivalentes medidos y para seleccionar los

modelos adecuados, de las abundancias derivadas. Para la satélite se estimó una edad de 8×10^6 años, mientras que para la galaxia principal, de 6.5×10^6 años (se hicieron uso de los modelos donde se suponen brotes instantáneos).

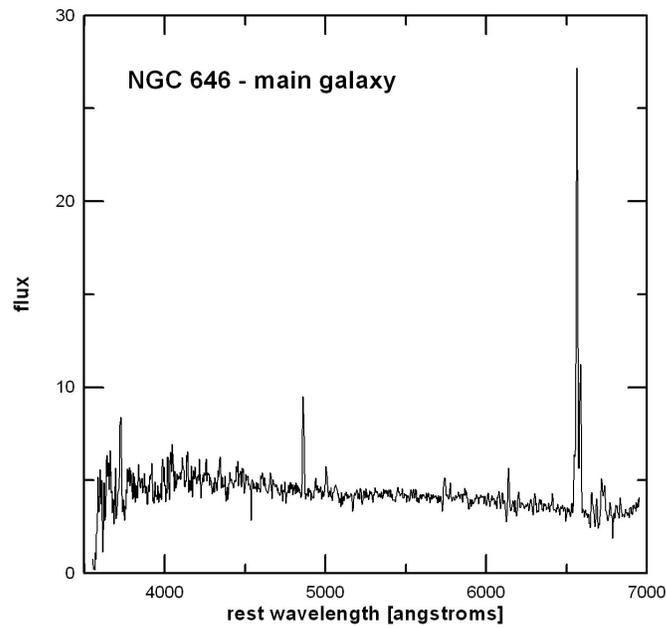


Figura II.33. Espectro correspondiente a la región nuclear de la galaxia principal de NGC 646. El flujo está expresado en unidades de $10^{-16} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$.

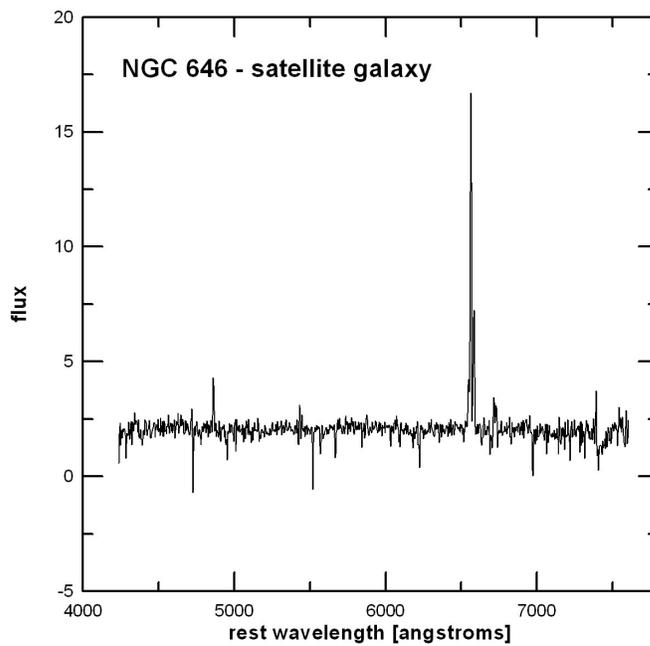


Figura II.34. Espectro correspondiente a la galaxia satélite de NGC 646. El flujo está expresado en unidades de $10^{-16} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$.

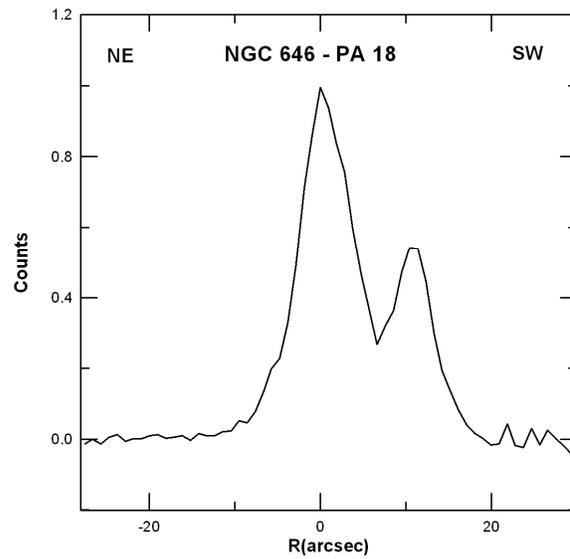


Figura II.35. Distribución de la intensidad de emisión en $H\alpha$ (continuo sustraído) según la barra de la galaxia principal.

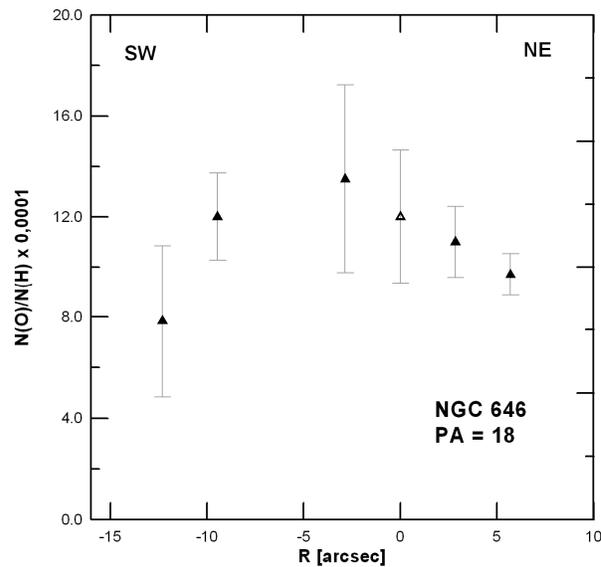


Figura II.36. Distribución de abundancia de oxígeno según la dirección de la barra de la galaxia principal.

En la figura II.35 se muestra la distribución de la intensidad de emisión en $H\alpha$ (continuo restado), alcanzando su valor máximo en la región nuclear, aunque se destaca la notoria emisión en el extremo SW de la barra.

En cuanto a las abundancias de oxígeno (figuras II.36 y II.37), vemos que la distribución no es simétrica. El gradiente de abundancias es de $-0,02$

dex/kpc, casi tan plano como el de VV 410. El valor correspondiente a la región central de la satélite es de cerca de $O/H=6 \times 10^{-4}$, mientras que la medición más externa del extremo sur de la barra (es precisamente donde se origina el brazo de marea que conecta con la satélite) es de $O/H=8 \times 10^{-4}$. Los valores son similares, lo cual concuerda con lo derivado para otros objetos, en cuanto a la circulación o transferencia de material. También hay que destacar que el valor de abundancia de oxígeno en la satélite es el mismo que los encontrados para las dos regiones de emisión del brazo que se origina en el norte de la barra.

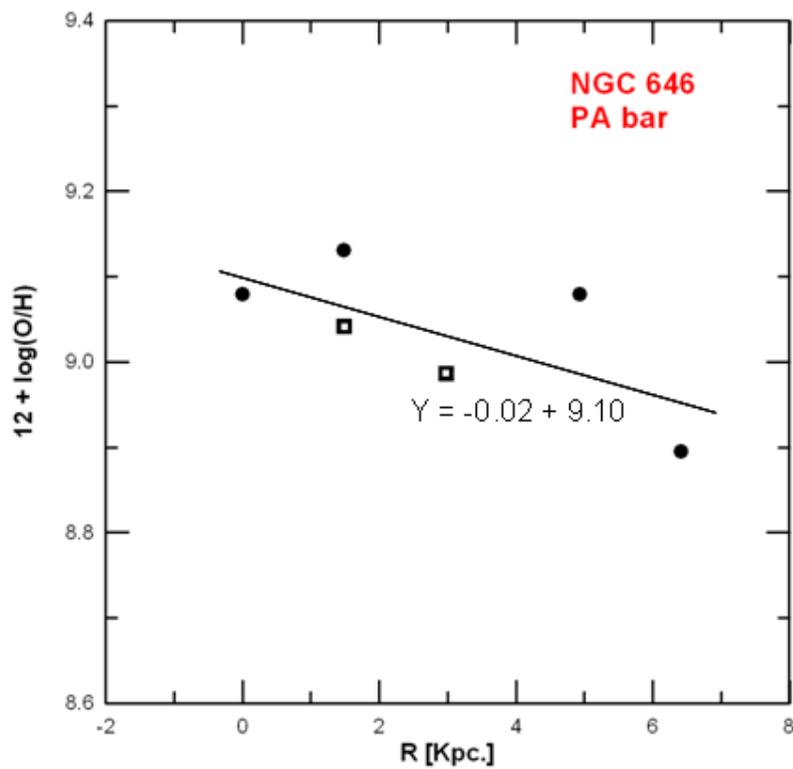


Figura II.37. Distribución de abundancia de oxígeno según la dirección de la barra de la galaxia principal. Los círculos corresponden a las regiones ubicadas hacia el SW de la región central, mientras que los cuadrados corresponden a las regiones ubicadas hacia el NW.

NGC 341

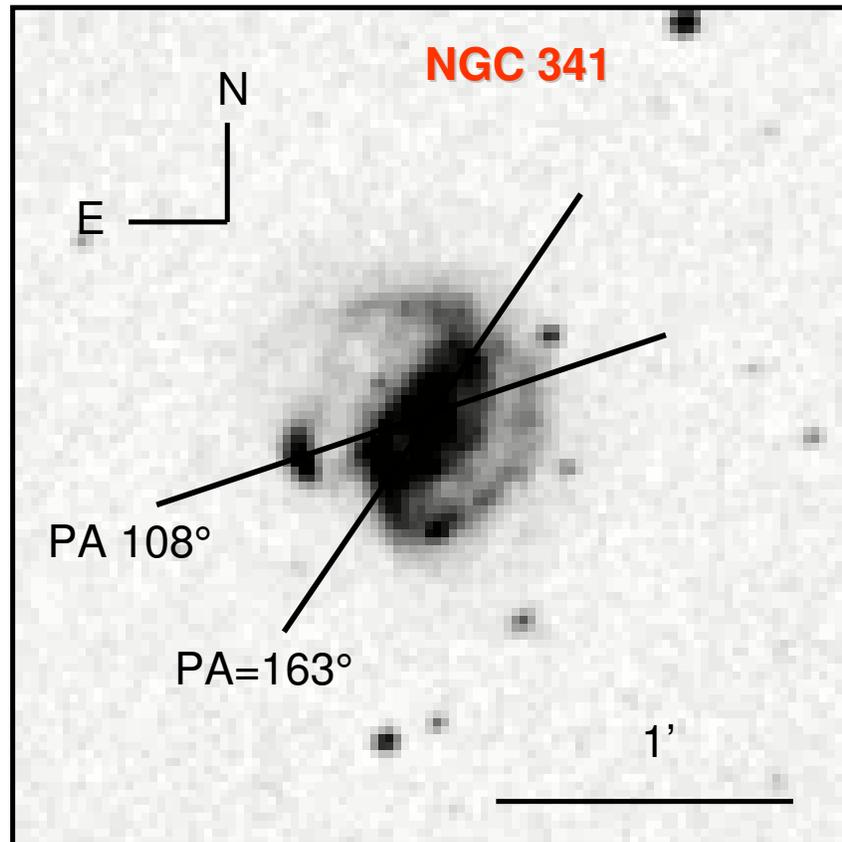


Figura II.38. Imagen B (DSS) de N 341.

Se ha realizado un estudio espectrofotométrico de NGC 341 en octubre de 2003, para lo cual se hicieron extracciones de espectros que corresponden al ángulo de posición que cubre las regiones nucleares de ambas galaxias ($AP=108^\circ$) y según la dirección $AP=163^\circ$ (figuras II.38 y II.39). Las regiones estudiadas son las que corresponden a la región central de la galaxia principal, el núcleo de la galaxia satélite y de regiones de emisión de uno de los brazos. Como se observa en la figura II.40, el espectro de la galaxia satélite es típico de un *starburst*, mientras que en el espectro de la región nuclear de la galaxia principal (figura II.41), predomina en el continuo una población estelar más vieja, aunque las líneas de emisión en la parte roja del espectro son intensas. Los cocientes de líneas en el óptico, ubican al núcleo de la galaxia mayor, en la región de transición “Reg. H II-LINER”. Para la galaxia satélite se determinó un $EW(H\alpha) = 98 \pm 10 \text{ \AA}$, $EW(H\alpha+[N II]) = 105 \pm 10 \text{ \AA}$, valores elevados, compatibles con una intensa actividad de formación estelar. También fue posible realizar la reducción de los espectros que corresponden a la dirección de la barra de la galaxia principal. ($PA=163^\circ$), habiéndose obtenido para el espectro integrado un $EW(H\alpha) = 13 \pm 1 \text{ \AA}$ y $EW(H\alpha+[N II]) = 22 \pm 2 \text{ \AA}$, similares a los correspondientes a galaxias aisladas, por lo que no reflejan una

intensificación de la actividad de formación estelar, como sí se encontró para la satélite. Se determinaron las condiciones físicas y las abundancias de oxígeno y nitrógeno. Para la región nuclear se determinó un valor en la abundancia de oxígeno $O/H = 6.7 \times 10^{-4}$ y una temperatura electrónica de 7000 K. Para la satélite $O/H = 2.7 \times 10^{-4}$, y una temperatura electrónica de 9000° K. Para la región de emisión en uno de los brazos de la galaxia principal determinamos $O/H = 6.1 \times 10^{-4}$, siendo éste valor similar al encontrado en la región nuclear de la galaxia principal y correspondiéndole una temperatura de 7100 K. Finalmente en la figura II.42 se muestra la distribución de la emisión $H\alpha$ (continuo sustraído) según $AP=163^\circ$.



Figura II.39. Imagen de "Sloan Digitized Sky Survey", de N 341. (Nótese el exceso de regiones azules en el brazo opuesto a la galaxia perturbadora).

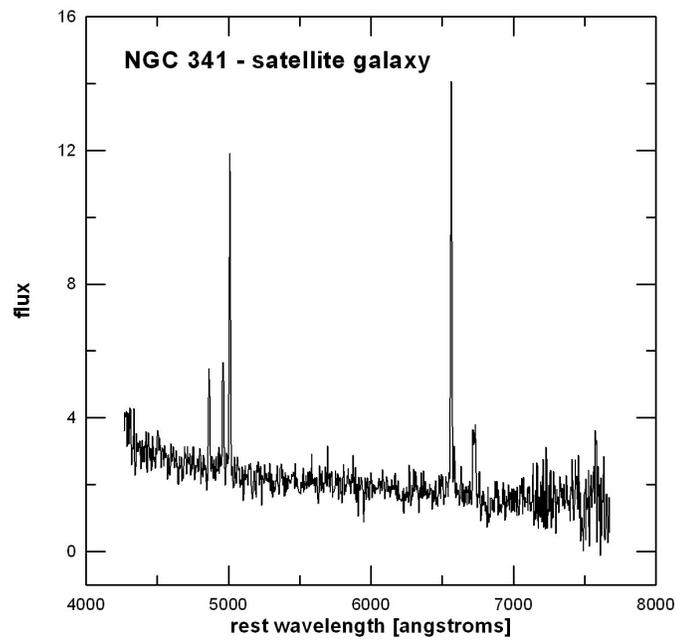


Figura II.40. Espectro correspondiente a la galaxia satélite de NGC 341. El flujo está expresado en unidades de $10^{-16} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$.

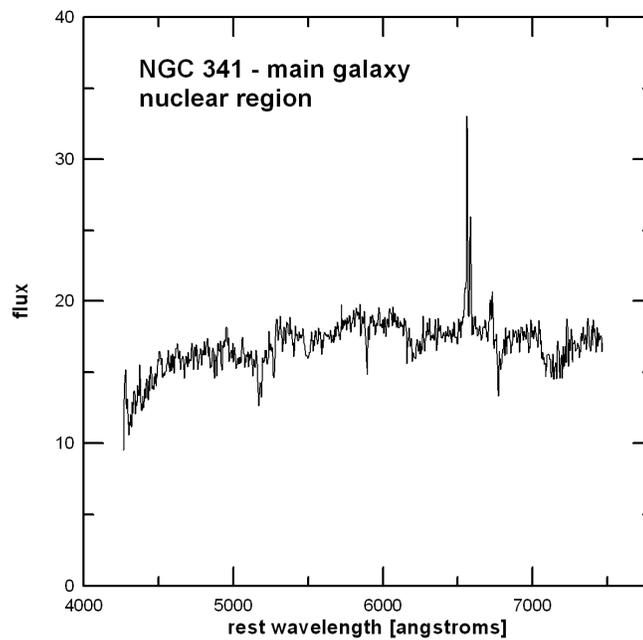


Figura II.41. Espectro correspondiente a la región nuclear de la galaxia principal de NGC 341. El flujo está expresado en unidades de $10^{-16} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$.

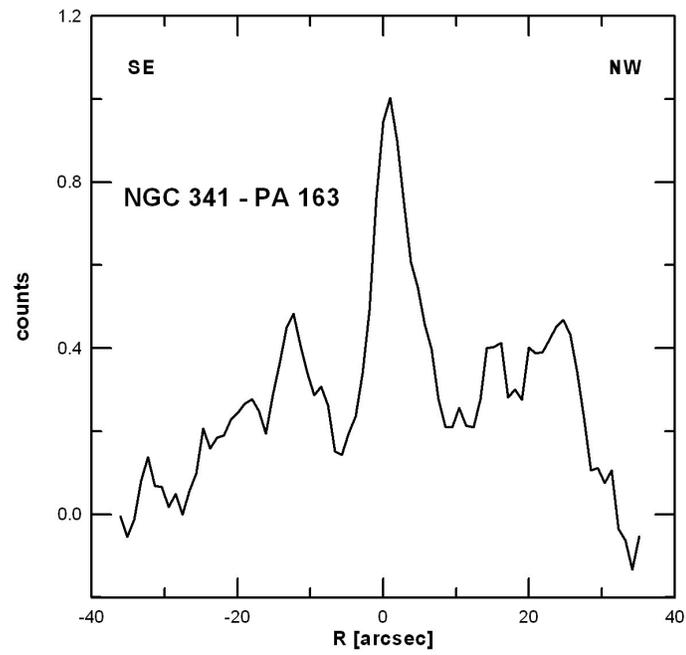


Figura II.42. Perfil de $H\alpha$ (continuo sustraído) según el AP 163, de la galaxia principal de NGC 341.

NGC 5534

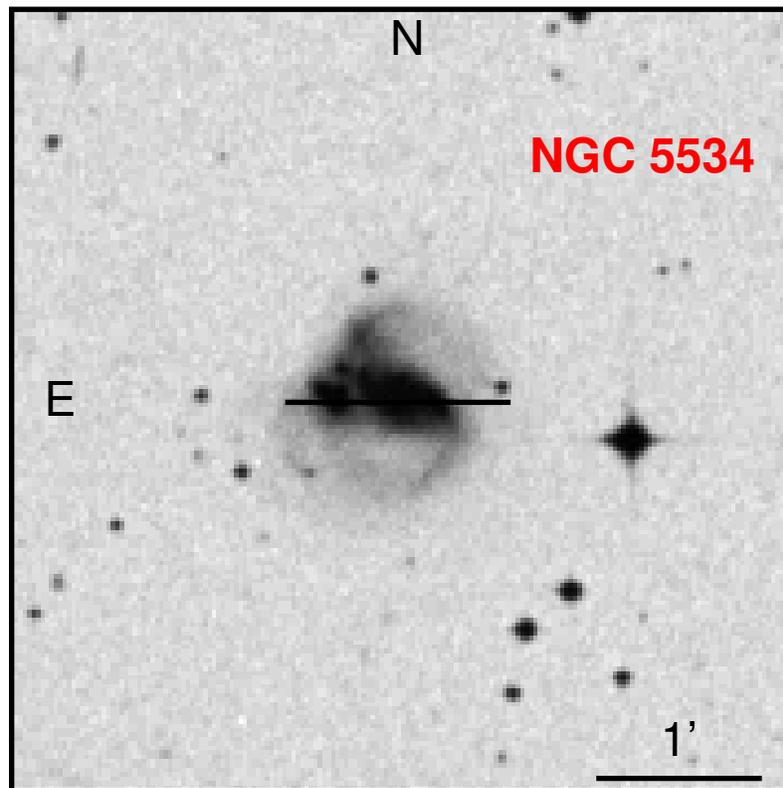


Figura II.43. Imagen B (DSS) de NGC 5534. La ranura se cruzó según la dirección que contiene al núcleo de la galaxia principal y la satélite.

Este sistema interactuante, fue incluido en el catálogo de galaxias *starbursts* de Balzano (1987) y además en el de Dopita et al. (2002), precisamente por ser un sistema luminoso en el infrarrojo. La galaxia principal es barreada, y el brazo que conecta con la satélite, parte de la barra desde el oeste y hacia el sur. La galaxia satélite se encuentra a una distancia aparente muy cercana al extremo este de la barra, por lo que ha sido considerado por otros autores que este sistema se encuentra en una etapa de fusión. Es interesante notar que la galaxia satélite está compuesta por dos o más condensaciones brillantes, visibles en imágenes de DSS (figura II.43) y aún más claramente en $H\alpha$ (figura II.44).

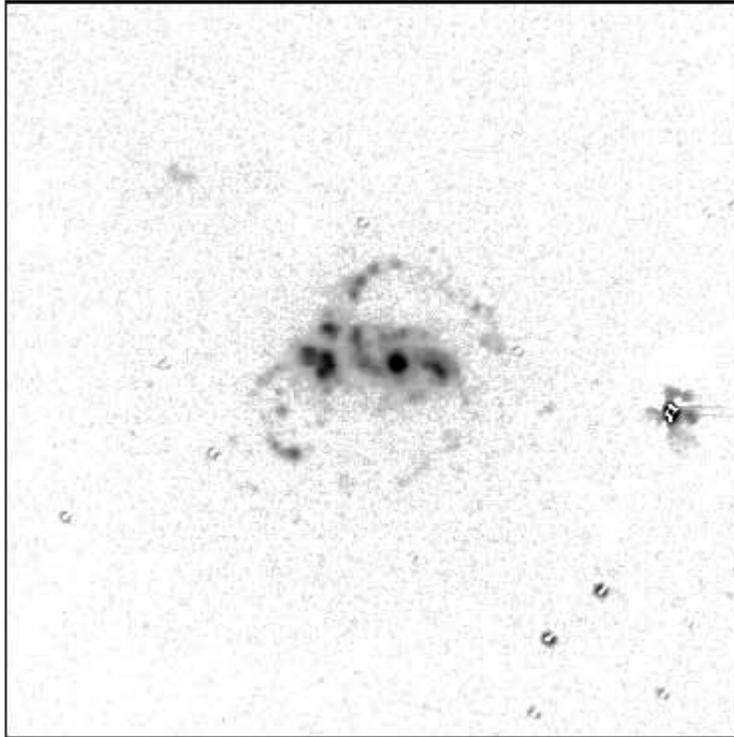


Figura II.44. Imagen en $H\alpha$, obtenida por Dopita et al (2002), en la cual se observan numerosas zonas de formación estelar.

Consideramos que este sistema corresponde también a la categoría interactuante de tipo M51, por lo cual decidimos incluirlo en la presente tesis. Según la descripción realizada por Dopita et al. (2002), de este sistema, la imagen en $H\alpha$ es compleja, con numerosas condensaciones en $H\alpha$, principalmente a lo largo de la barra. Los espectros de todas las regiones estudiadas fueron, como siempre, ajustados por *templates* de Bica (1988), los cuales luego se sustrajeron. Prácticamente todas las extracciones fueron ajustadas con una combinación lineal de *templates* “s6” y “s7”, siendo estos espectros, característicos de una población estelar más bien joven. Recordemos que en AM 0459-340, todas las extracciones realizadas, también fueron ajustadas con *templates* de tipo “s7”, indicando una intensa actividad de formación estelar reciente. Se muestran los espectros correspondientes a la región nuclear de la galaxia mayor (figura II.45) y a las dos condensaciones de la galaxia más pequeña (figuras II.46 y II.47). Se ve claramente la mayor emisión de la región central con respecto a los espectros de la satélite, y a su vez es claro que la condensación Este de la galaxia satélite es bastante más brillante, en el óptico, que la condensación Oeste. En la figura II.48 se muestra la distribución espacial de la emisión en $H\alpha$, del espectro observado.

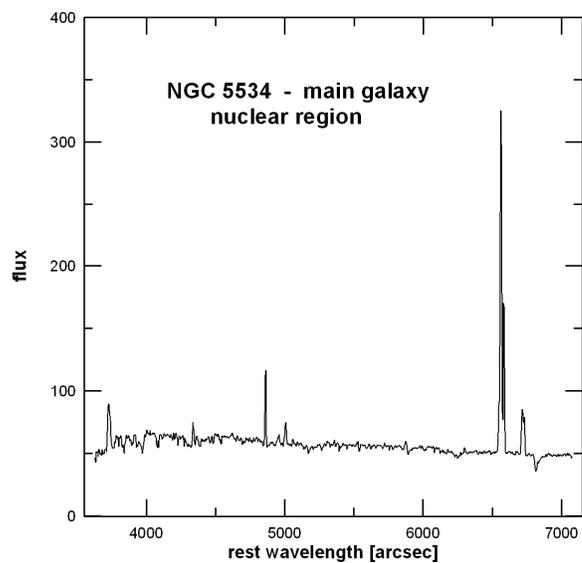


Figura II.45. Espectro correspondiente a la región nuclear de la galaxia principal de NGC 5534. El flujo está dado en unidades de $10^{-16} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$

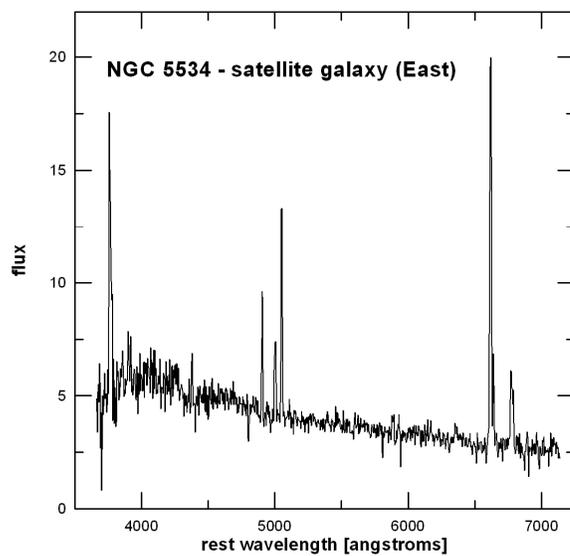


Figura II.46. Espectro correspondiente a la galaxia satélite (condensación Este) de NGC 5534. El flujo está expresado en unidades de $10^{-16} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$.

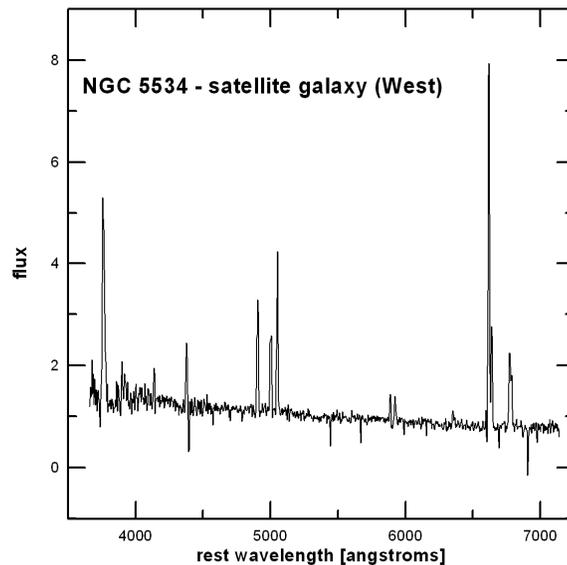


Figura II.47. Espectro correspondiente a la galaxia satélite (condensación Oeste) de NGC 5534. El flujo está expresado en unidades de $10^{-16} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$.

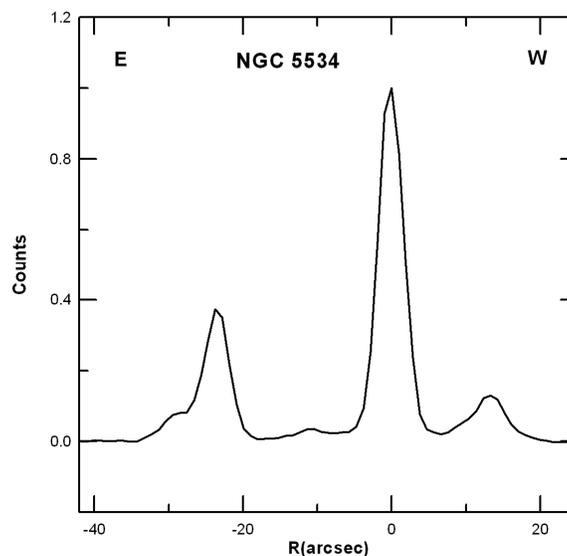


Figura II.48. Distribución espacial de la emisión en $\text{H}\alpha$ (continuo sustraído) según $\text{AP}=90^\circ$.

Como en VV 410 y AM 0459-340, los valores de abundancia de oxígeno de la galaxia satélite (figura II.49), son muy cercanos a los del extremo de la barra. En este caso existe la posibilidad de que la transferencia de masa se hubiese dado no por la conexión con el brazo de marea, sino directamente entre

la barra y la satélite, siendo esto último lo observado Keel & Borne (2003) en el par NGC 6621/2. La abundancia es alta en los 5" centrales y a 11" Este del centro ($(12 + \log(O/H) = 9)$). El gradiente es relativamente pronunciado, a diferencia de los anteriores sistemas estudiados, siendo de $-0,1 \text{ dex/kpc}$ (figura II.50).

La transferencia de masa en forma directa entre galaxias actuaría como disparadora de AGN y de formación estelar, lo cual ha sido muy difícil de demostrar. Imágenes del telescopio espacial Hubble (*HST*) mostraron unos pocos pares de galaxias en los cuales estructuras de polvo trazan o marcan un camino desde el disco de una de las galaxias hasta las regiones internas de la segunda componente del par. En particular, Keel (2000) obtiene imágenes, en dos bandas, tomadas con el HST, de lo que sería transferencia directa de materia en el par de galaxias interactuante NGC 1409/10 (siendo NGC 1410 una galaxia Seyfert). Estas imágenes permiten realizar estimas de masas que son transferidas y la tasa de esa transferencia. Luego Keel (2004) estima que la masa de gas transferida ha sido de $3 \times 10^8 M_{\odot}$. A su vez realiza una estimación de la tasa de transferencia de masa, resultando en aproximadamente $1 M_{\odot} / \text{año}$.

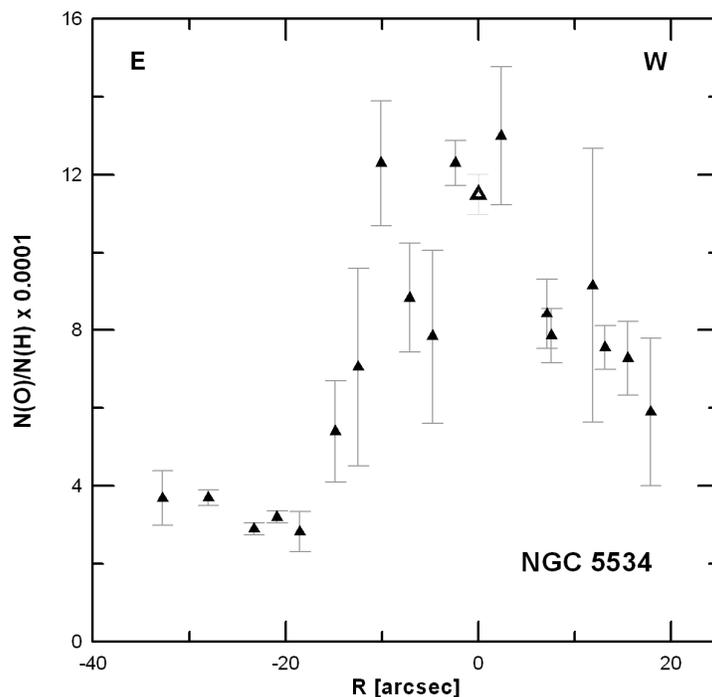


Figura II.49. Distribución de abundancia de oxígeno en la dirección que une ambas galaxias (AP 90°). Los puntos ubicados entre aproximadamente $20''$ y $35''$ hacia el Este del centro de la galaxia principal, corresponden a la galaxia satélite.

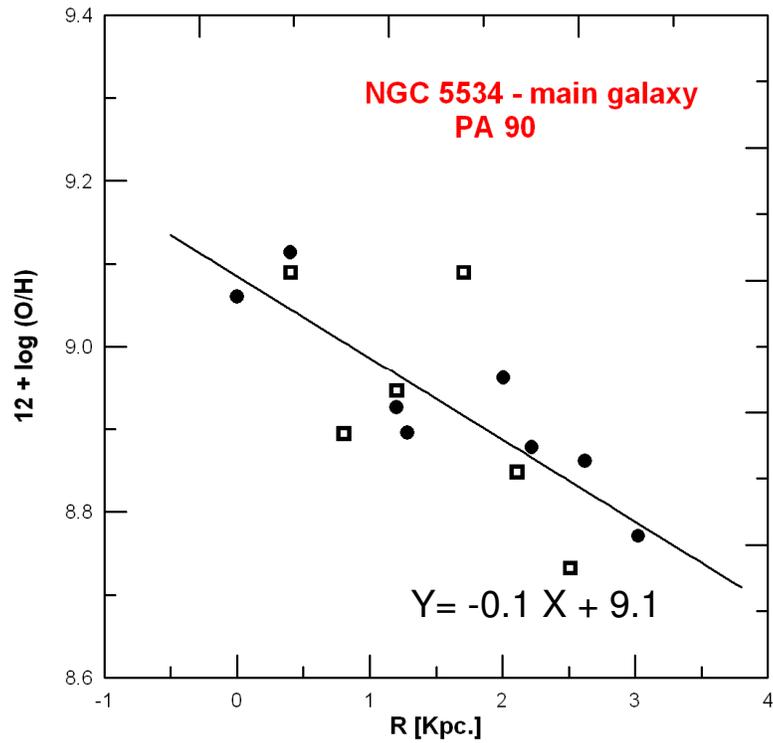


Figura II.50. Abundancia en función del radio en kpc (los diferentes símbolos se refieren a los valores que corresponden a un lado y otro del centro de la galaxia). La línea sólida representa el ajuste por cuadrados mínimos. En el gráfico también se indica el gradiente de abundancia. (No se incluyeron en este gráfico los valores de abundancias correspondientes a la satélite, aunque notamos, que al incluirlas, no se observan variaciones en el gradiente).

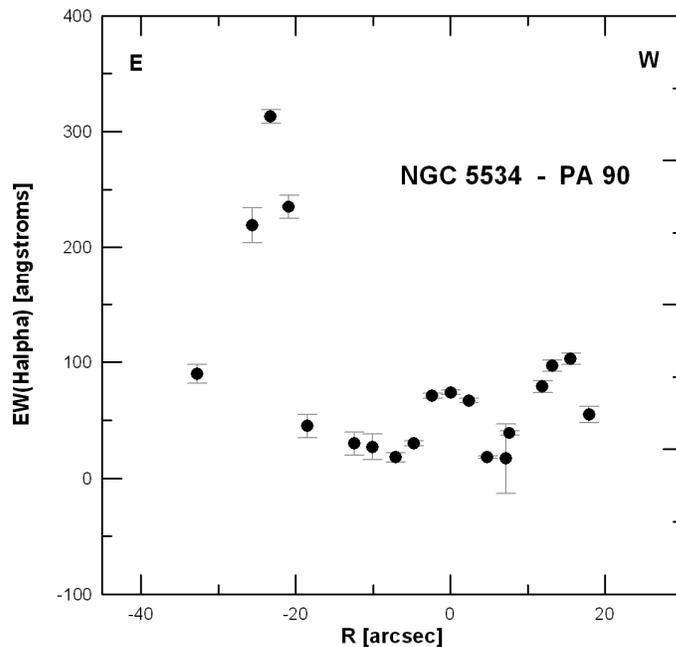


Figura II.51. Distribución espacial del ancho equivalente en $H\alpha$, según el AP 90° . El origen corresponde al centro de a región nuclear de la galaxia principal.

Los anchos equivalentes en $H\alpha$ (figura II.51) alcanzan sus valores más altos (300 Å) en la galaxia satélite, mientras que los dos picos de emisión en la principal, se dan en la región central y en el extremo Oeste de la barra, siendo estos últimos un poco mayores que en el núcleo. Es evidente, tanto por las imágenes directas, tipos de espectros, característicos de *starburst* en todas las regiones estudiadas y por los anchos equivalentes, que en todo el sistema tiene lugar una actividad de formación estelar significativa, la cual no está confinada a la región nuclear únicamente.

VV 16

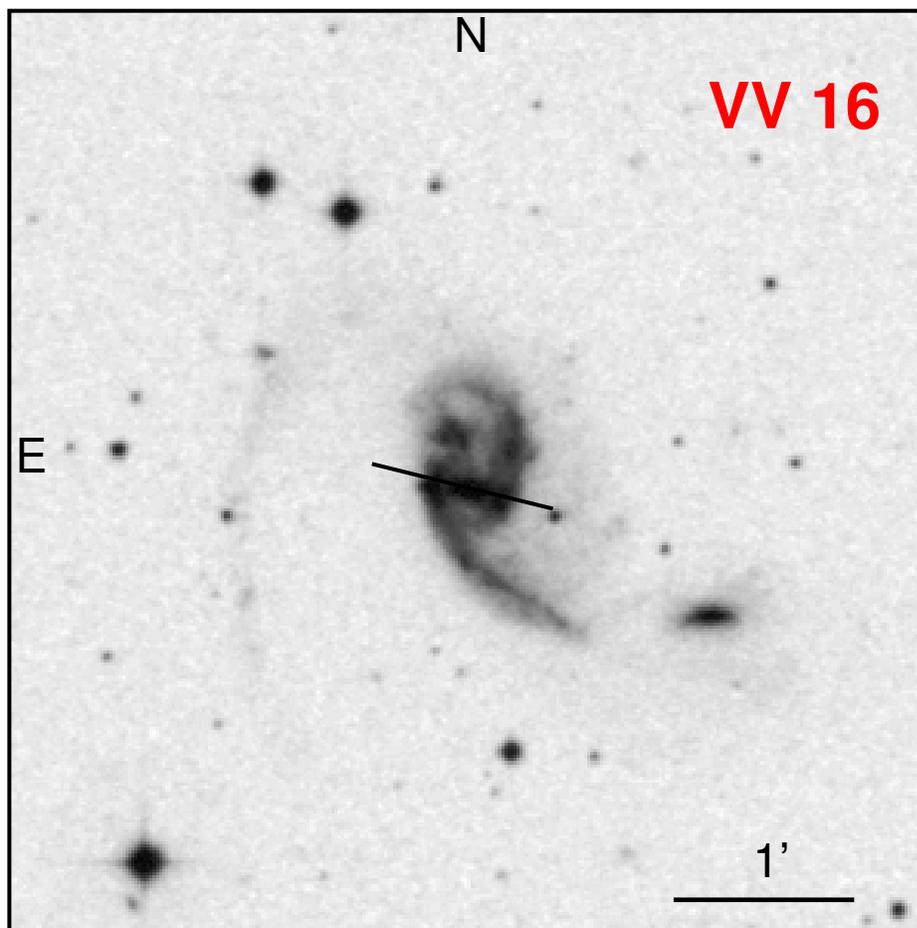


Figura II.52. Imagen R (DSS) de VV 16.

Este sistema también está incluido en el catálogo de Dopita et al. (2002) y se trata también de un sistema luminoso en el infrarrojo. La galaxia principal del sistema VV 16 presenta una barra bien definida, con condensaciones brillantes en los extremos de la misma, similar a VV 410, aunque no tan extrema (en la figura II.54, se presenta la distribución en $H\alpha$, donde se pueden ver las emisiones en los extremos de la barra). En la imagen de DSS en azul (figura II.52), se ve claramente una larga cola de marea, hacia el Este de la galaxia. Aparentemente, consistiría en la continuación de una estructura más difusa, originada el lado Oeste de la galaxia. Hacia el norte, entre la barra y el brazo, se observa lo que parece ser una agrupación de regiones HII muy brillantes. También se observan condensaciones en el brazo norte y otras en el sur, aunque siendo estas últimas de menor tamaño. La galaxia satélite está prácticamente de canto. Hasta el momento sólo disponemos de información

espectroscópica de la galaxia mayor, concretamente, en la dirección que contiene la barra.

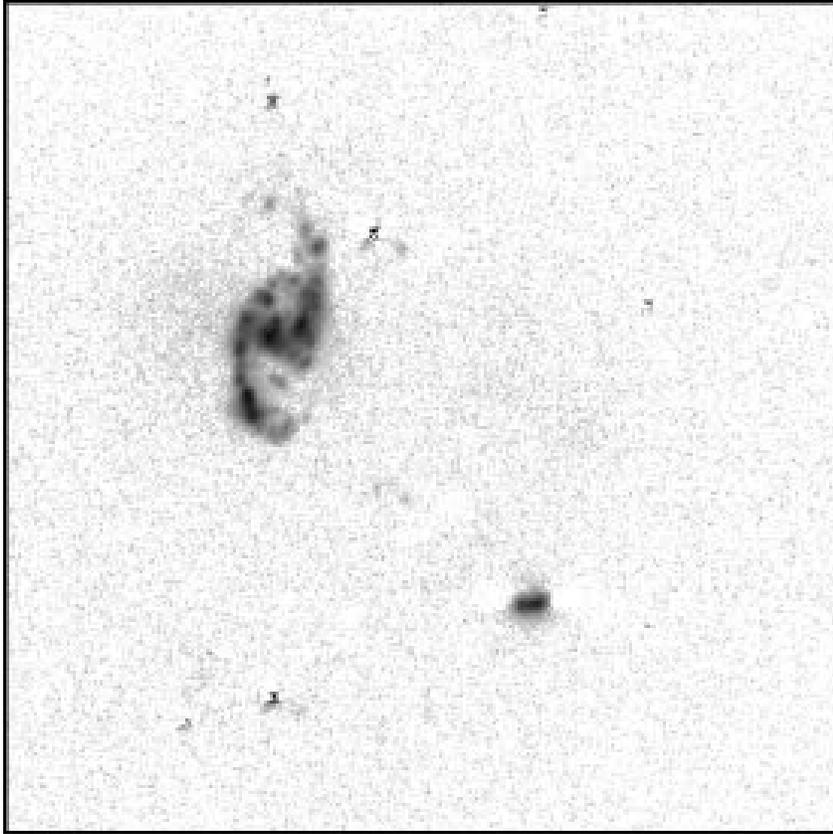


Figura II.53. Imagen en $H\alpha$ de VV 16, obtenida por Dopita et al (2002).

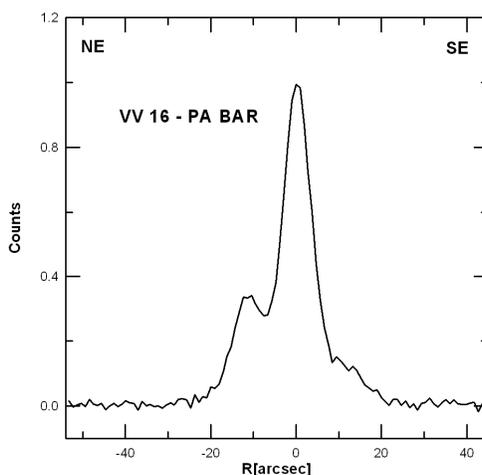


Figura II.54. Perfil en $H\alpha$ (continuo sustraído).

En la figura II.55, se presenta el espectro correspondiente a la región nuclear, donde se refleja su naturaleza *starburst*. En cuanto a los espectros extraídos a lo largo de la barra, todos presentan características de *starburst*, habiéndose ajustado para todos, *templates* de tipo “S7”. Se obtuvieron para todas las regiones medidas, los $EW(H\alpha)$ (figura II.56), ubicándose los máximos en la región central y en el extremo NE, donde se alcanzan los mayores valores (140 Å).

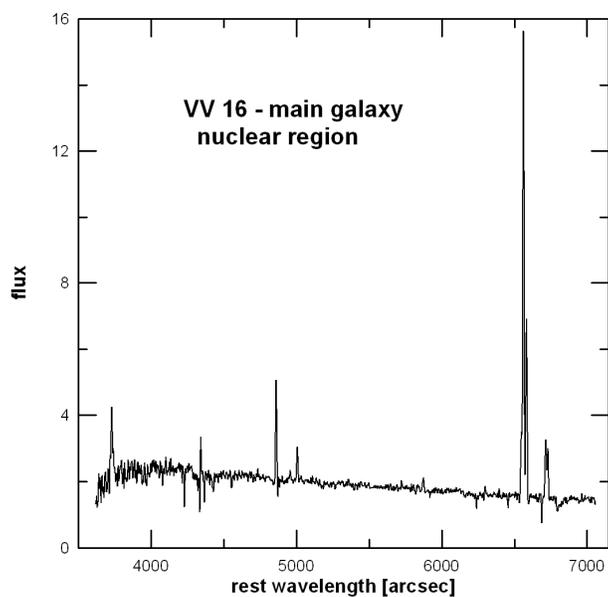


Figura II.55. Espectro correspondiente a la región nuclear de la galaxia principal de VV 16. El flujo está dado en unidades de $10^{-16} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$

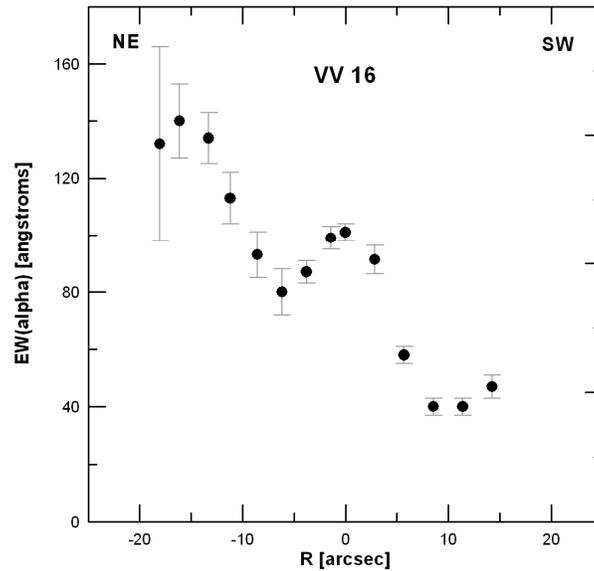


Figura II.56. Distribución espacial del ancho equivalente en $H\alpha$, según la dirección de la barra. El origen corresponde al centro de la región nuclear de la galaxia principal.

Obtuvimos abundancias de oxígeno a lo largo de la barra (figura II.57). Como en las otras galaxias espirales, las abundancias decrecen a medida que crece la distancia al centro. El gradiente de abundancia es más bien elevado, resultando en -0.08 dex/kpc (figura II.58). Este gradiente es similar al que se obtuvo para el anterior sistema estudiado. Es importante tener en cuenta que ambos son objetos luminosos en el infrarrojo y que las dos galaxias principales son barreadas.

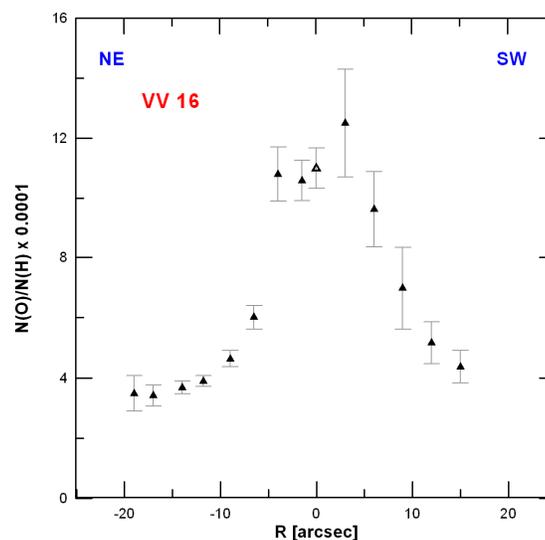


Figura II.57. Distribución de abundancia de oxígeno según la dirección de la barra de la galaxia principal de VV 16.

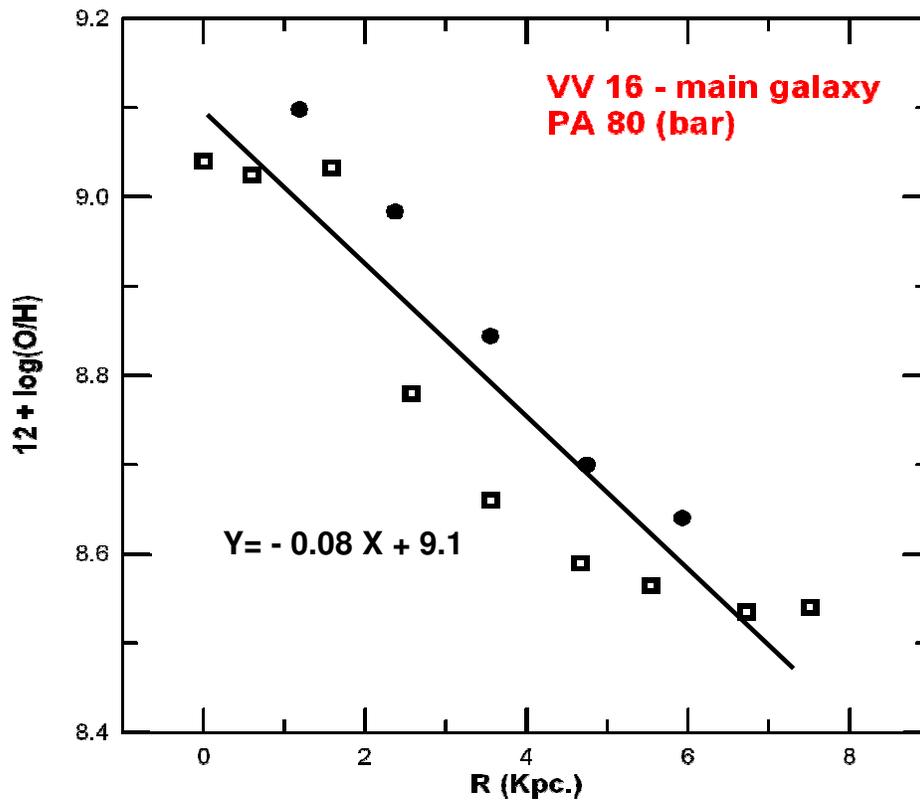


Figura II.58. Gradiente de abundancia de oxígeno según la dirección de la barra de la galaxia principal. Los círculos corresponden a la dirección NE, mientras que los cuadrados pertenecen a la rama SW.

AM 2214-524

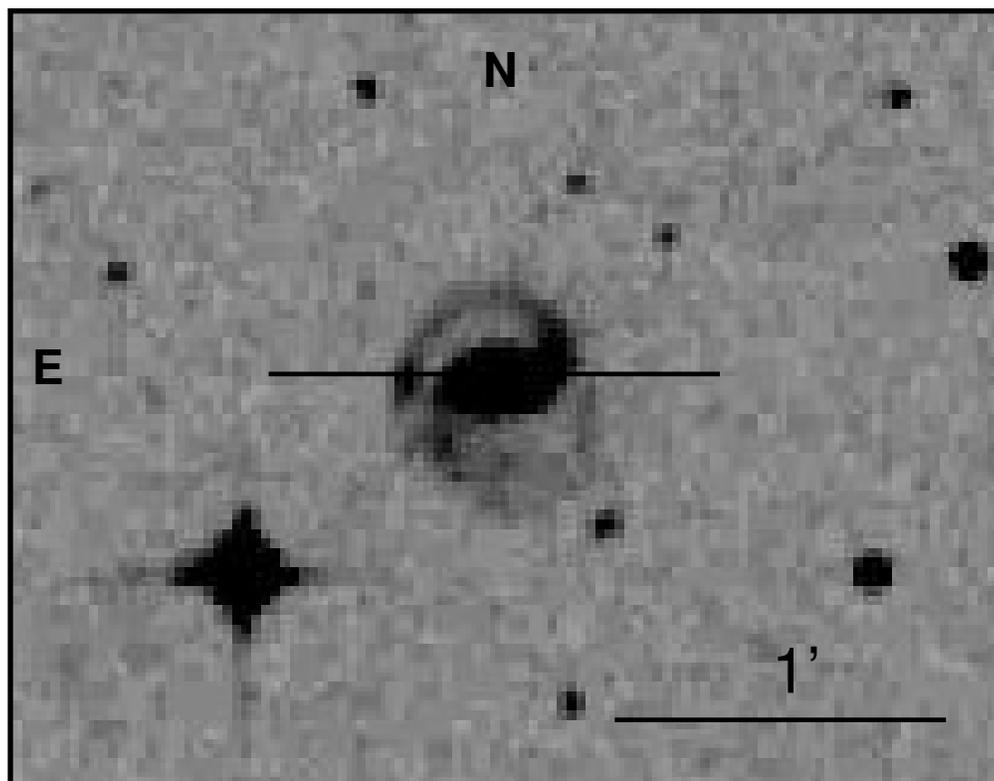


Figura II.59. Imagen DSS en azul, de AM 2214-524. La ranura se colocó según $AP=90^\circ$.

Este sistema es muy similar en su morfología, al sistema también incluido en este estudio, NGC 5534. Consta de una galaxia principal la cual está prácticamente de frente, de la cual parten dos brazos, siendo uno de ellos, el brazo de marea que termina en contacto con la satélite y estando la misma, a su vez, ubicada cerca de uno de los extremos de la barra de la galaxia mayor. Confirmamos que se trata de un par físico, ya que la satélite no tenía velocidades determinadas.

El espectro correspondiente a la región nuclear (figura II.60), se pudo ajustar por un *template* S6 y los cocientes de intensidades de líneas nos permiten ubicar este objeto, en diagramas de diagnóstico clásicos como los de Veilleux & Osterbrock (1987), en la región de transición H II-LINER. El espectro de la galaxia satélite (figura II.61) posee un continuo en el que, pese a lo ruidoso del espectro, podemos afirmar que predomina una contribución estelar joven.

La distribución de la emisión en $H\alpha$ (figura II.62) alcanza su máximo en la región nuclear de la galaxia mayor y también se observa algo de emisión en los extremos de la barra.

Se realizaron extracciones y se derivaron las abundancias de oxígeno (figura II.63), así como el gradiente de abundancia a lo largo de la barra (figura II.64). Como en otros sistemas aquí presentados, la abundancia en la galaxia

satélite presenta valores muy cercanos a la región más externa de la galaxia principal. El valor de gradiente de abundancias es de -0.03 dex/kpc.

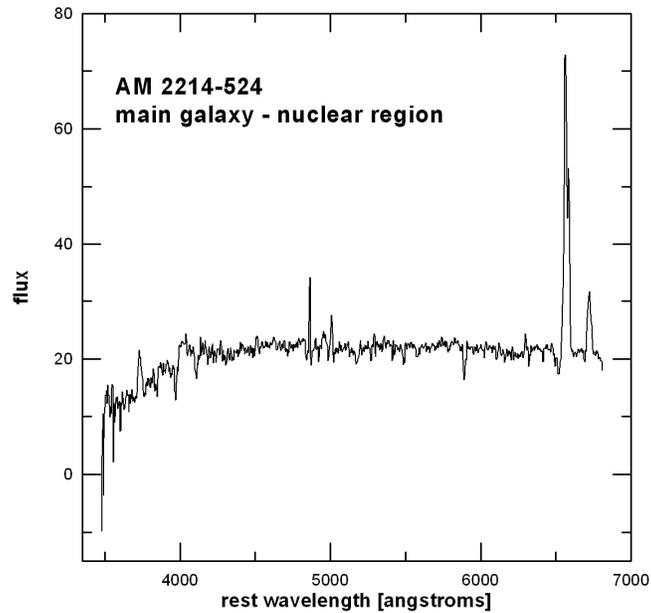


Figura II.60. Espectro correspondiente a la región nuclear de la galaxia principal de AM 2214-524. El flujo está dado en unidades de 10^{-16} erg cm^{-2} s^{-1} \AA^{-1} .

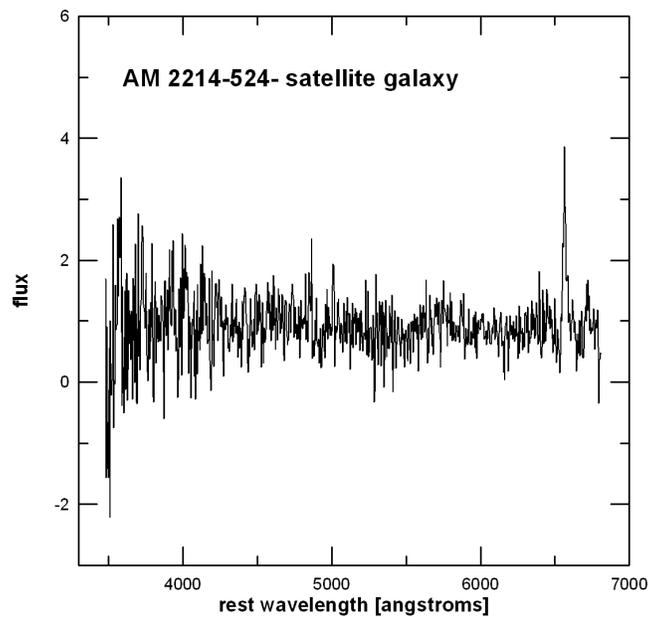


Figura II.61. Espectro correspondiente a la región nuclear de la galaxia principal de AM 2214-524. El flujo está dado en unidades de 10^{-16} erg cm^{-2} s^{-1} \AA^{-1} .

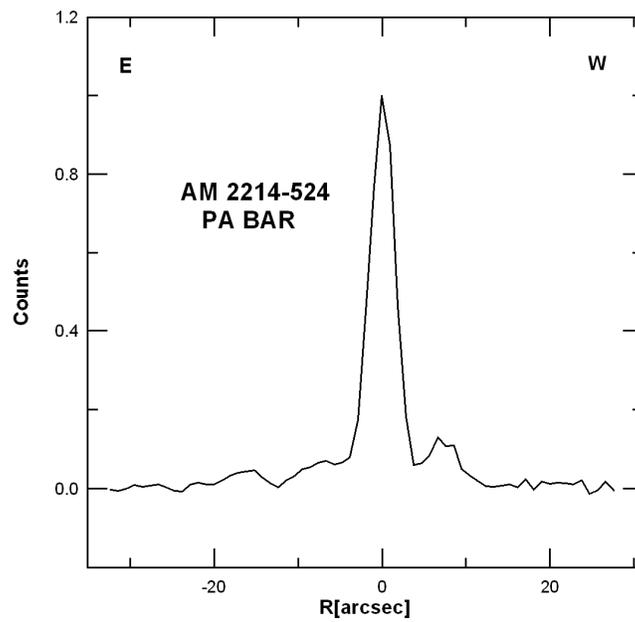


Figura II.62. Distribución espacial en H α (continuo sustraído).

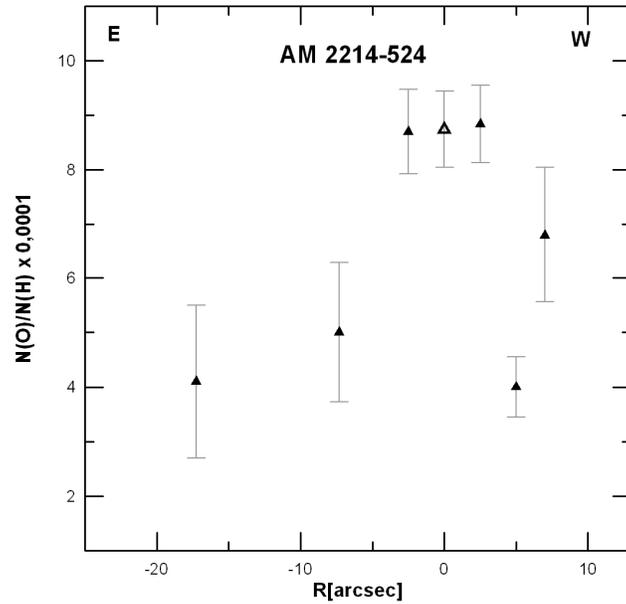


Figura II.63. Distribución de abundancia de oxígeno según la dirección de la barra de la galaxia principal de AM 2214-524.

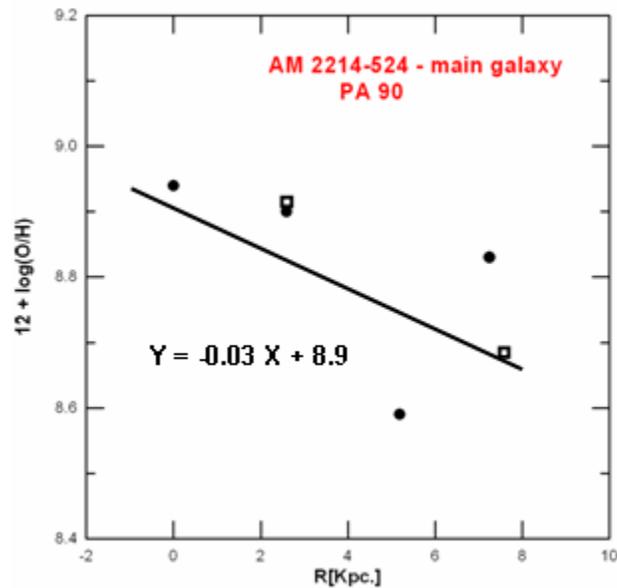


Figura II.64. Gradiente de abundancia de oxígeno según la dirección de la barra de la galaxia principal. Los círculos corresponden a la dirección W, mientras que los cuadrados a la rama E.

En cuanto a la distribución de los anchos equivalentes (figura II.65), los valores más altos ($EW(H\alpha) \sim 60 \text{ \AA}$) se alcanzan en el centro de la barra y en la galaxia satélite.

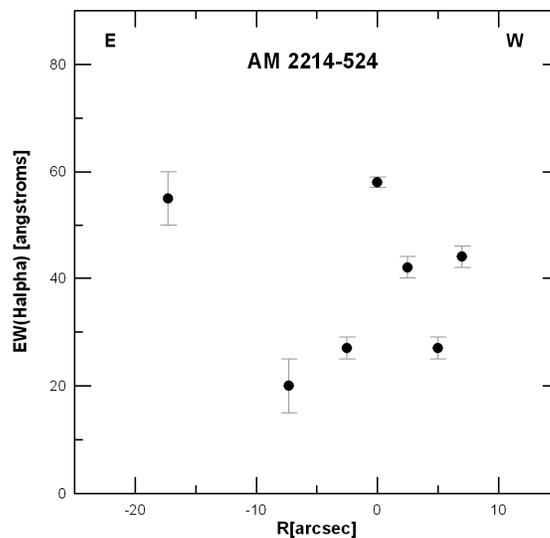


Figura II.65. Distribución espacial del ancho equivalente en $H\alpha$, según el AP 90° . El origen corresponde al centro de la región nuclear de la galaxia principal.

AM 0403-604

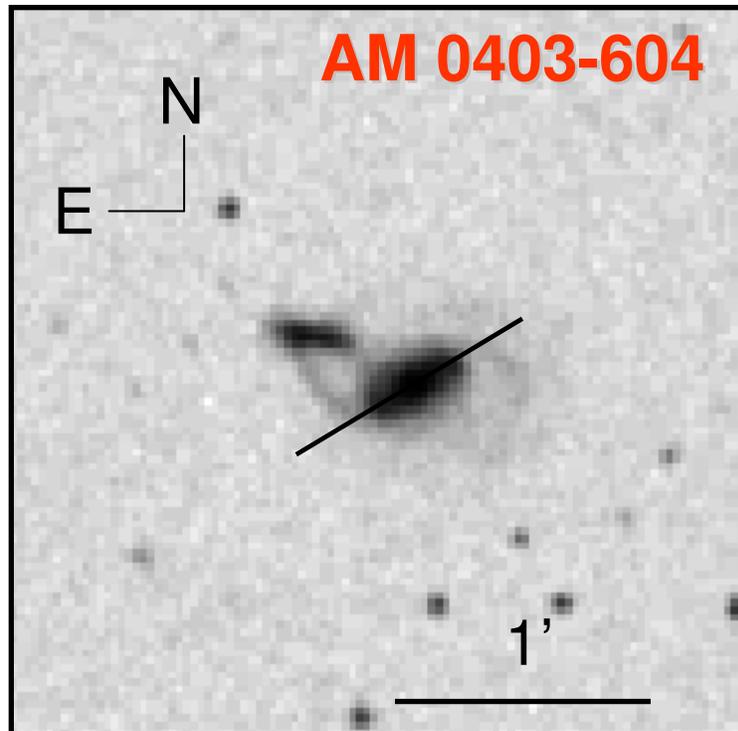


Figura II.66. Imagen DSS en azul, de AM 0403-604.

AM 0403-604 presenta en la literatura escasos datos fotométricos o espectroscópicos, a excepción de la velocidad sistemática de la galaxia mayor. En este sistema se observa un puente aparente que estaría conectando ambas galaxias. La galaxia principal se observó según su eje mayor fotométrico. Este es un objeto que presenta emisión correspondiente a actividad nuclear, concretamente, de tipo Seyfert 2 (ver figura II.67). La velocidad radial heliocéntrica es de 14790 ± 60 km/s.

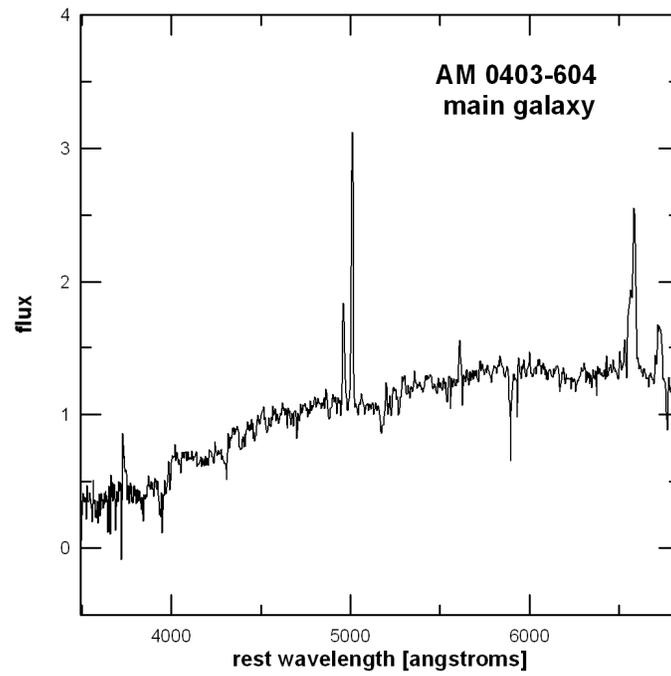


Figura II.67. Espectro de tipo Seyfert 2, correspondiente a la región nuclear de la galaxia principal de AM 0403-604. El flujo está dado en unidades de $10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$.

AM 2256-304

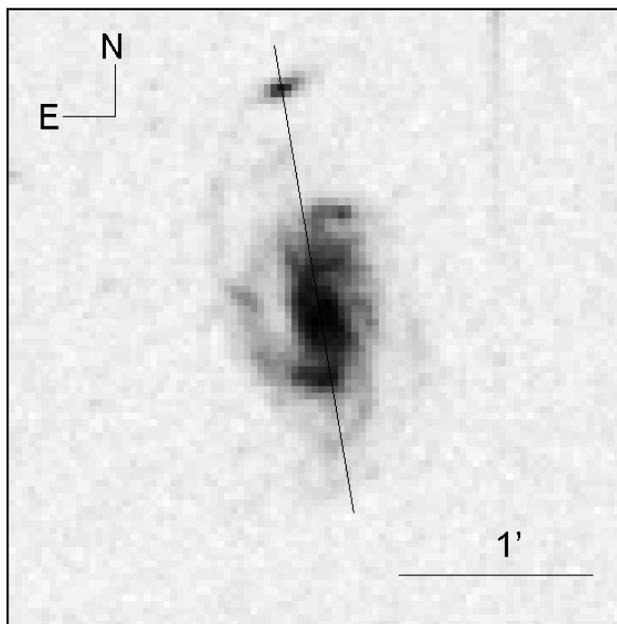


Figura II.68. Imagen B (DSS) del sistema AM 2256-304.

Este sistema tiene la particularidad de tratarse de un caso extremo de diferencia de velocidades entre sus componentes ($\Delta V \approx 1400$ km/s). No se evidencia actividad de formación estelar intensa en la galaxia principal, siendo el espectro de su región central, característico de una población estelar vieja, aunque en los espectros derivados (figuras II.69 y II.70), observamos emisión en $H\alpha$ en las dos galaxias. Por el contrario en la galaxia menor, el continuo se puede ajustar por un *template* en el que predomina una componente estelar más joven, sin embargo, $H\alpha$ no es intenso y no se observa emisión en otras líneas. También se muestra el perfil de emisión en $H\alpha$ (figura II.70) de la galaxia principal, en la dirección de su eje mayor y es claro que la máxima emisión no se alcanza en el núcleo sino en las regiones externas, seguramente asociadas con los brazos espirales. De la gran diferencia observada entre las componentes, se puede inferir que la componente del vector diferencia de velocidad es significativa en la dirección perpendicular al cielo, por lo que los efectos gravitatorios no son importantes y por ende es compatible con la no muy intensa actividad de formación de estelar observada.

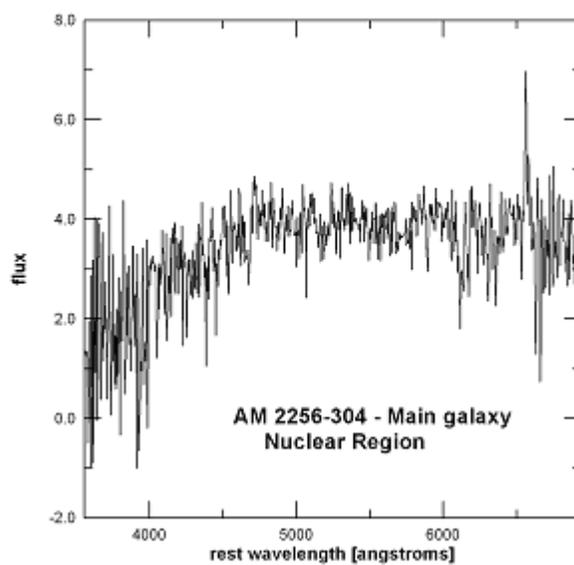


Figura II.69. Espectro correspondiente a la región nuclear de la galaxia principal de AM 2256-304. El flujo está dado en unidades de $10^{-16} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$.

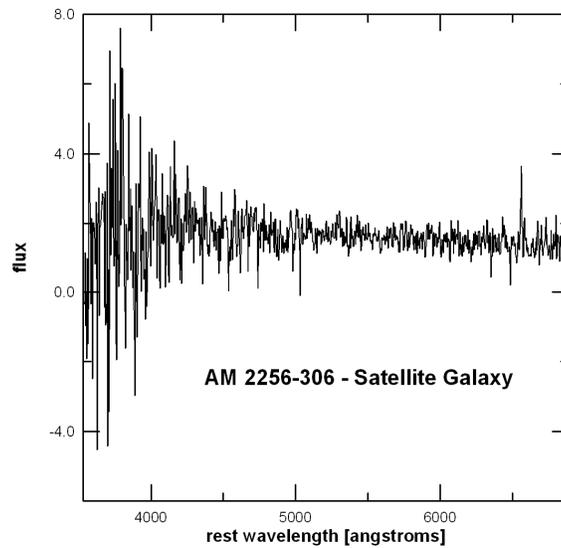


Figura II.70. Espectro correspondiente a la galaxia satélite de AM 2256-304. El flujo está dado en unidades de $10^{-16} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$.

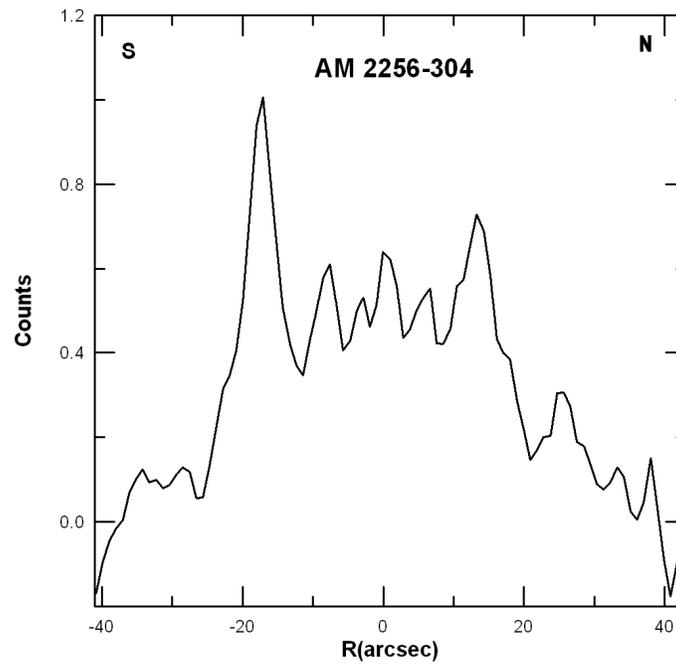


Figura II.71. Distribución espacial de la intensidad en $H\alpha$ (continuo sustraído) según el eje mayor de la galaxia principal.

ARP 54

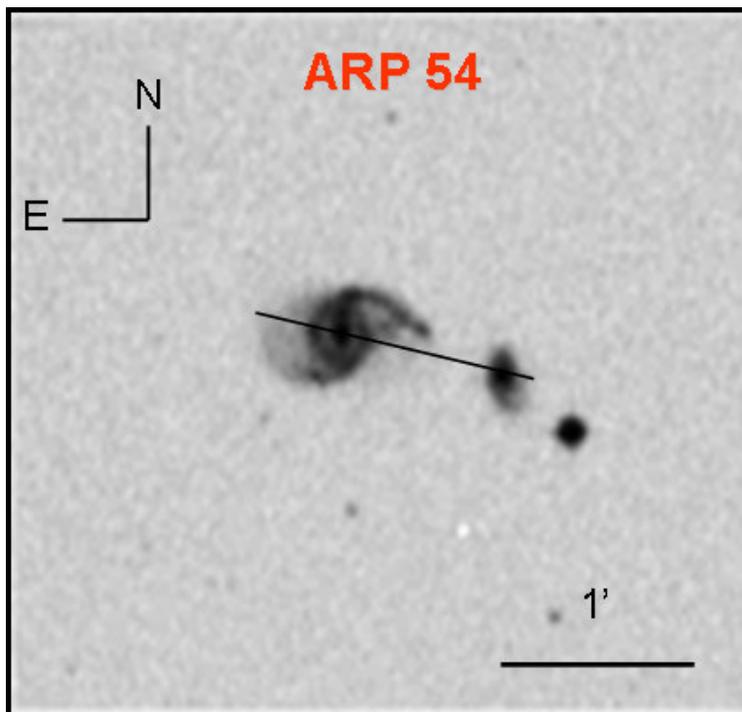


Figura II.72. Imagen B (DSS) de ARP 54.

Arp 54 es un sistema interactuante cuya galaxia principal constituye una típica galaxia espiral “ocular”. El brazo norte presenta condensaciones, aunque no está muy perturbado. Se observó este sistema según la dirección que une los centros de ambas galaxias. No se disponía previamente de mediciones de velocidades radiales de la satélite y hemos determinado a partir de estas observaciones que constituye un par físico con la principal, al ser la diferencia de velocidades de 60 km/s. El espectro de la región nuclear de la galaxia principal (figura II.73) corresponde a un continuo estelar tardío, con una emisión en $H\alpha$ muy débil, mientras que la región nuclear de la satélite (figura II.74) es temprano (*template s7*) y con emisión importante en la parte roja del espectro, aunque el ancho equivalente en $H\alpha$ es de (26 ± 5) Å. Aparentemente, la interacción no produjo intensificación de formación estelar en la galaxia de mayor tamaño, lo cual se ve reflejado en el bajo valor de $EW(H\alpha) = (5 \pm 1)$ Å.

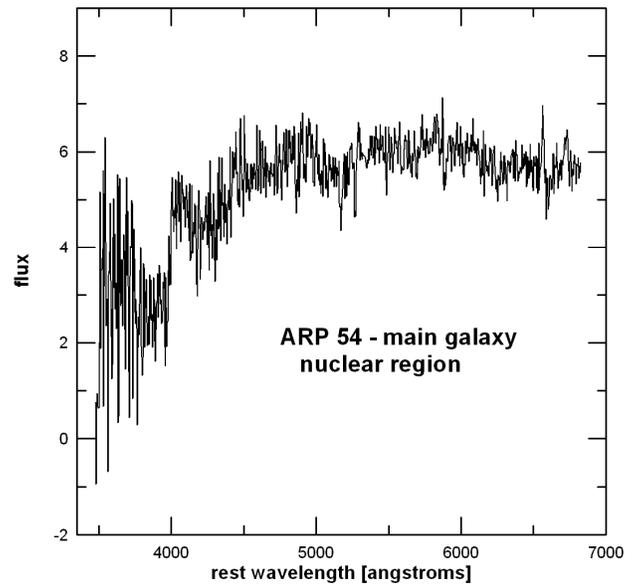


Figura II.73. Espectro correspondiente a la región nuclear de la galaxia principal de AM 2256-304. El flujo está dado en unidades de $10^{-16} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$.

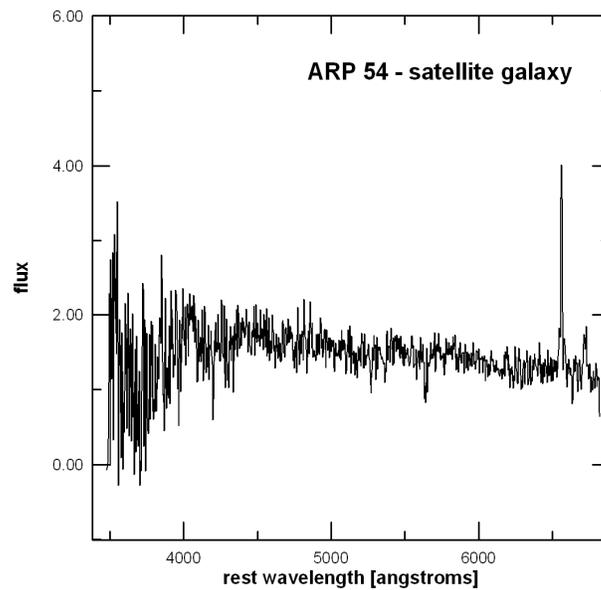


Figura II.74. Espectro correspondiente a la galaxia satélite de ARP 54. El flujo está dado en unidades de $10^{-16} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$.

AM 0037-305

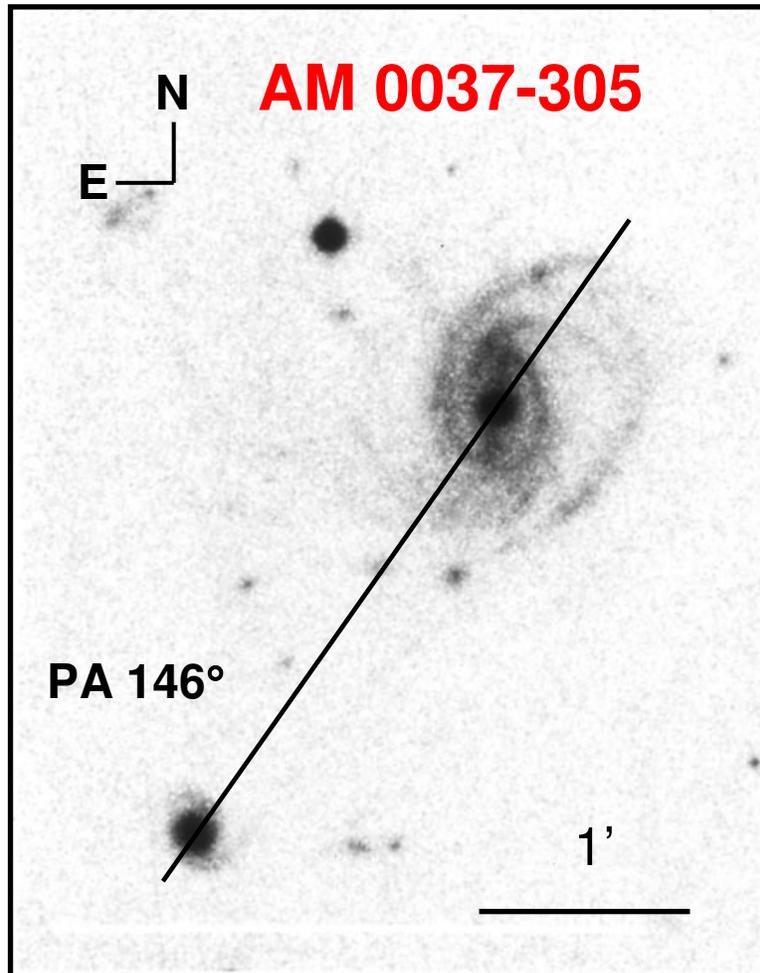


Figura II.75. Imagen R (DSS) de AM 0037-305.

Este sistema posee la particularidad de ser el que posee mayor separación proyectada entre sus componentes, 99 kpc, en cuanto a los sistemas interactuantes de tipo M51 se refiere. Tanto en la galaxia principal como en la satélite, la emisión parece estar confinada sólo a las regiones centrales de ambas galaxias, aunque sí observamos en otras zonas emisión (débil) con la red 1200 en $H\alpha$. Hemos realizado observaciones con la red de 1200 l/mm, para poder incorporarlas en el catálogo cinemático que se presenta más adelante, pero decidimos no incluir este sistema, debido a la alta contaminación por líneas de cielo.

Aunque se observa emisión en $H\alpha$ en el espectro de la región nuclear de la galaxia principal (figura II.76), el espectro corresponde a un tipo estelar más bien

tardío, mientras que en la satélite, el espectro observado (figura II.77) se puede ajustar por un *template* donde predominan componentes estelares jóvenes, como el *template* "S7" de Bica (1988), por lo que tenemos una situación similar a la del anterior objeto, Arp54. La galaxia satélite no presentaba determinaciones de velocidades previas y hemos determinado que la misma constituye un par físico con la galaxia principal de este sistema.

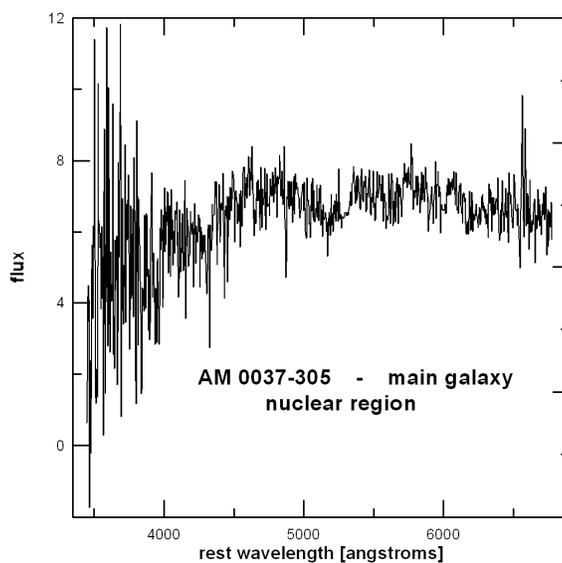


Figura II.76. Espectro correspondiente a la región nuclear de la galaxia principal de AM 0037-305. El flujo está dado en unidades de $10^{-16} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$.

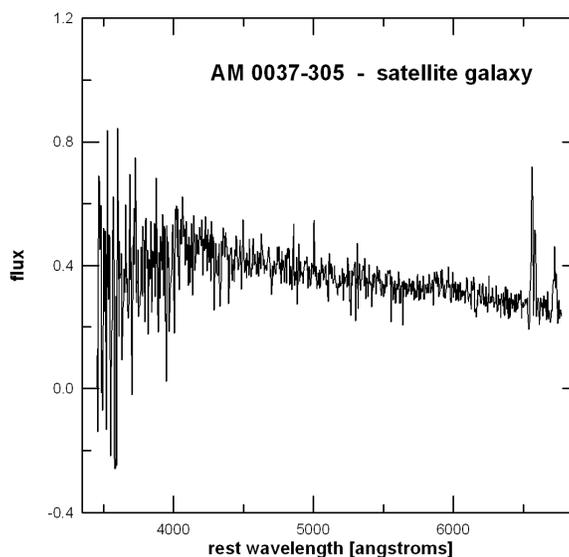


Figura II.77. Espectro correspondiente a la galaxia satélite de AM 0037-305. El flujo está dado en unidades de $10^{-16} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$.

NGC 151

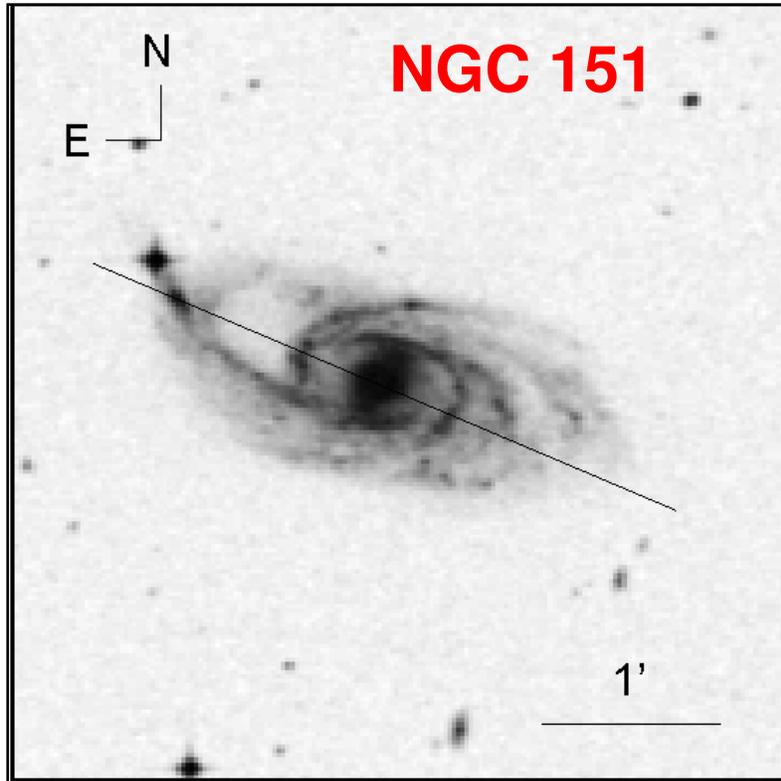


Figura II.78. Imagen B (DSS) de NGC 151.

NGC 151 también es otro ejemplo de un sistema con diferencia de velocidades radiales extremas entre sus componentes. La galaxia principal (figura II.78) tiene una barra prácticamente perpendicular a la dirección del eje mayor fotométrico de la galaxia. Las regiones externas del disco de la galaxia mayor dan una apariencia de estar bastante perturbados, aparentemente debido a la pequeña galaxia satélite. El espectro de la galaxia mayor (figura II.79) está dominado por una componente estelar evolucionada y no se observa emisión en $H\alpha$. El continuo del espectro de la galaxia satélite (figura II.80) se eleva hacia el azul, posee una baja emisión en $H\alpha$ y su ancho equivalente en esta línea de emisión es de apenas 10 Å.

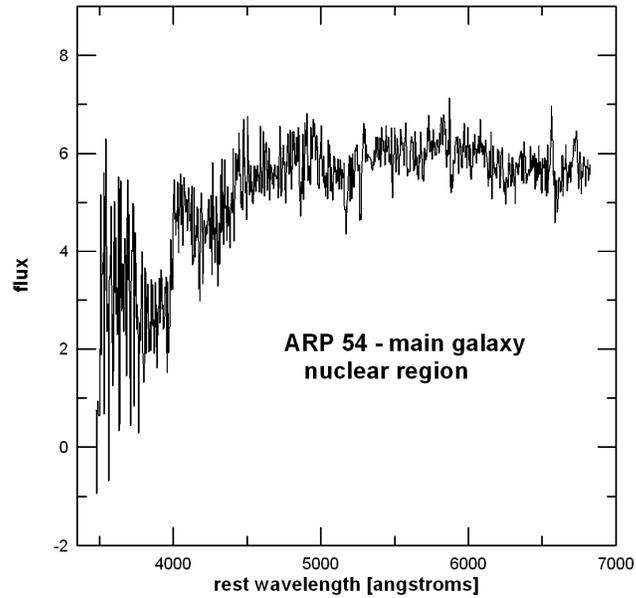


Figura II.79. Espectro correspondiente a la región nuclear de la galaxia principal de NGC 151. El flujo está dado en unidades de $10^{-16} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$.

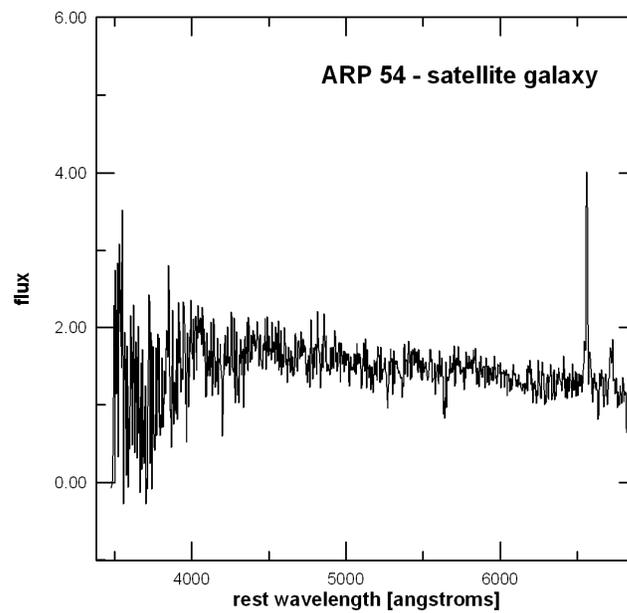


Figura II.80. Espectro correspondiente a la galaxia satélite de NGC 151. El flujo está dado en unidades de $10^{-16} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$.

NGC 633

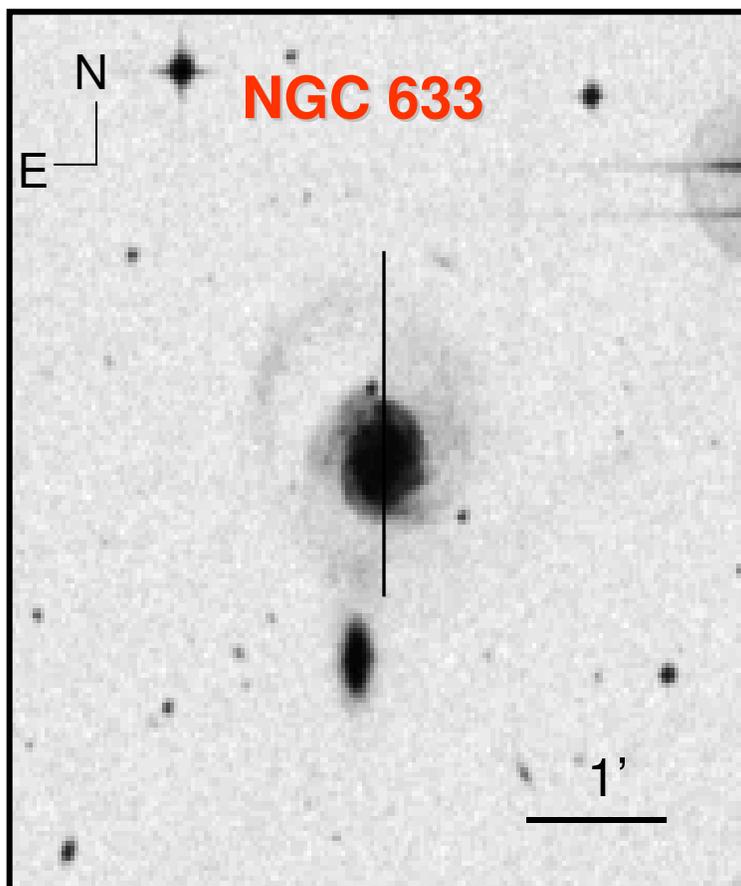


Figura II.81. Imagen B (DSS) de NGC 633.

Una descripción detallada de la morfología de este sistema (figura II.81) se encontrará en el capítulo donde se presenta el catálogo cinemático de objetos de tipo M51. Se realizaron observaciones con la ranura en el AP 0° . El espectro de la región nuclear de la galaxia principal (figura II.83), es característico de una intensa actividad de formación estelar. El *template* que se ajustó es una combinación de los *templates* “S6” y “S7” de Bica (1988). Prácticamente para todas las extracciones realizadas en la galaxia principal, se ajustó este mismo *template*. El espectro de la satélite (figura II.84), aunque también muestra intensas líneas de emisión, sobre todo en la parte roja del espectro, posee un continuo estelar un poco más tardío, siendo el *template* S5 el ajustado. De todos modos, es evidente que en todo el sistema la actividad de formación estelar es muy intensa. Ambas regiones nucleares presentan cocientes de líneas correspondientes a la región de transición “Reg. H II-LINER”.

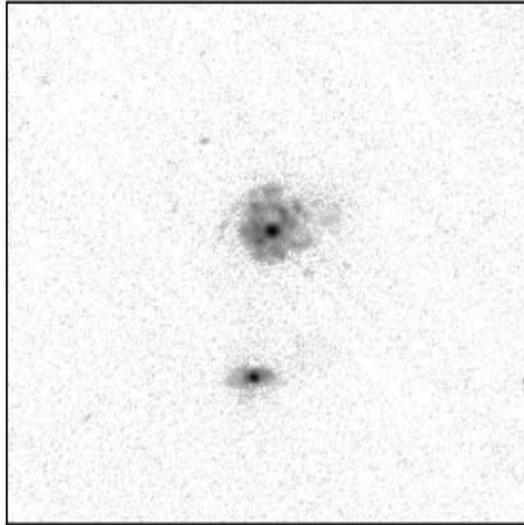


Figura II.82. Imagen en $H\alpha$, obtenida por Dopita et al (2002).

En lo que concierne a las abundancias y como se puede ver en las figuras II.85 y II.86, son muy similares en toda la extensión de la galaxia ($O/H \sim 8 \times 10^{-4}$), en el ángulo de posición observado, a excepción del punto ubicado a $\sim 10''$ hacia el norte, por lo que el gradiente resultante es positivo, aunque bastante plano. A su vez la abundancia de oxígeno en la región central de la satélite, es $O/H \sim 8.7 \times 10^{-4}$, valor parecido a los encontrados en la galaxia mayor. Nuevamente nos preguntamos si esto se debe a una posible transferencia de gas. Tengamos en cuenta que este valor de abundancia, no es el típico de una galaxia enana, por lo que resultaría aún más compatible con la hipótesis de circulación de material.

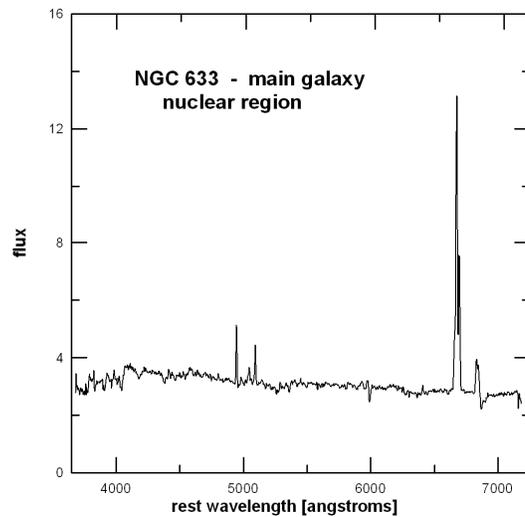


Figura II.83. Espectro de la región nuclear de la galaxia principal de NGC 633. El flujo está dado en unidades de $10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$.

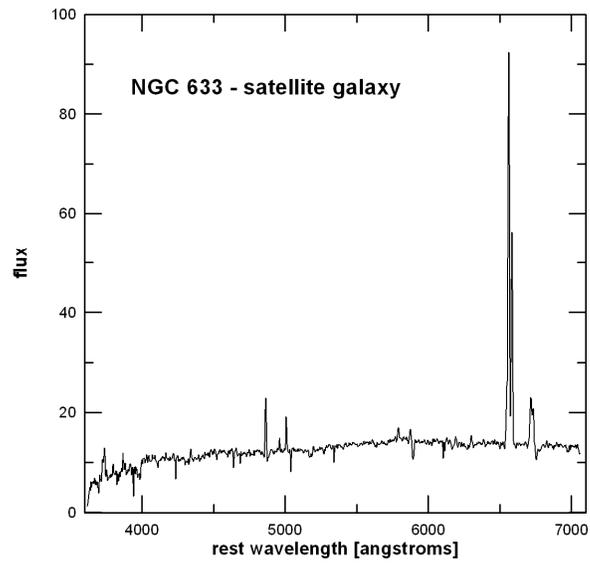


Figura II.84. Espectro correspondiente a la galaxia satélite de NGC 633. El flujo está dado en unidades de $10^{-16} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$.

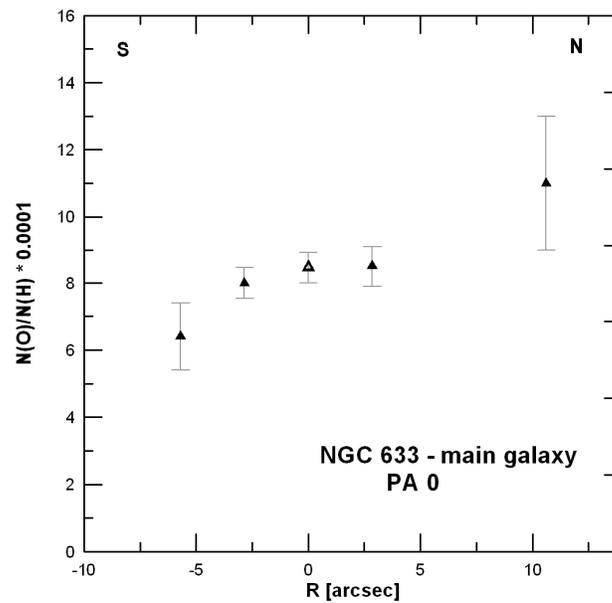


Figura II.85. Distribución de la abundancia de oxígeno de la galaxia principal de N 633, según AP = 0° .

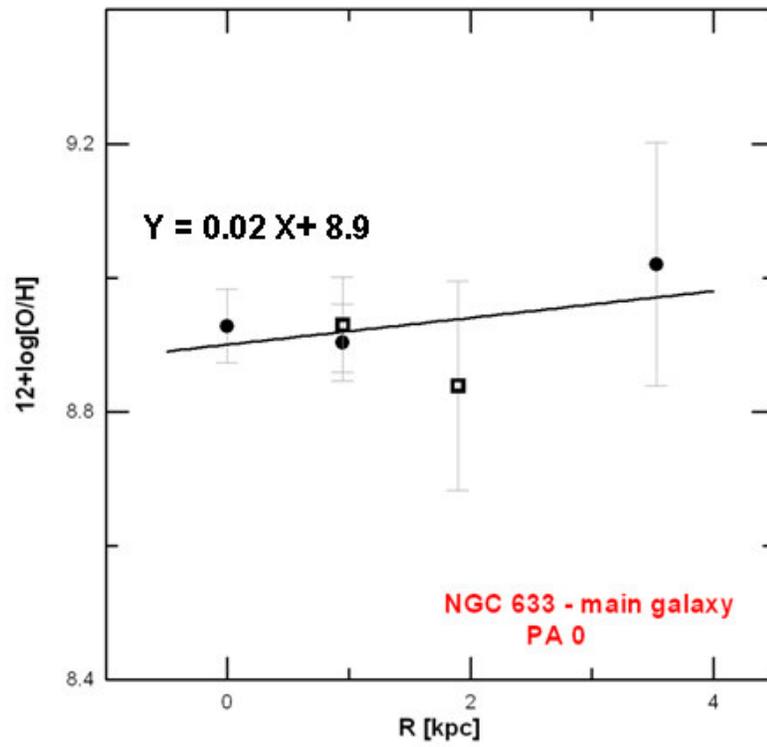


Figura II.86. Gradiente de abundancia de oxígeno según la dirección de la barra de la galaxia principal. Los círculos corresponden a la dirección Norte, mientras que los cuadrados a la rama Sur.

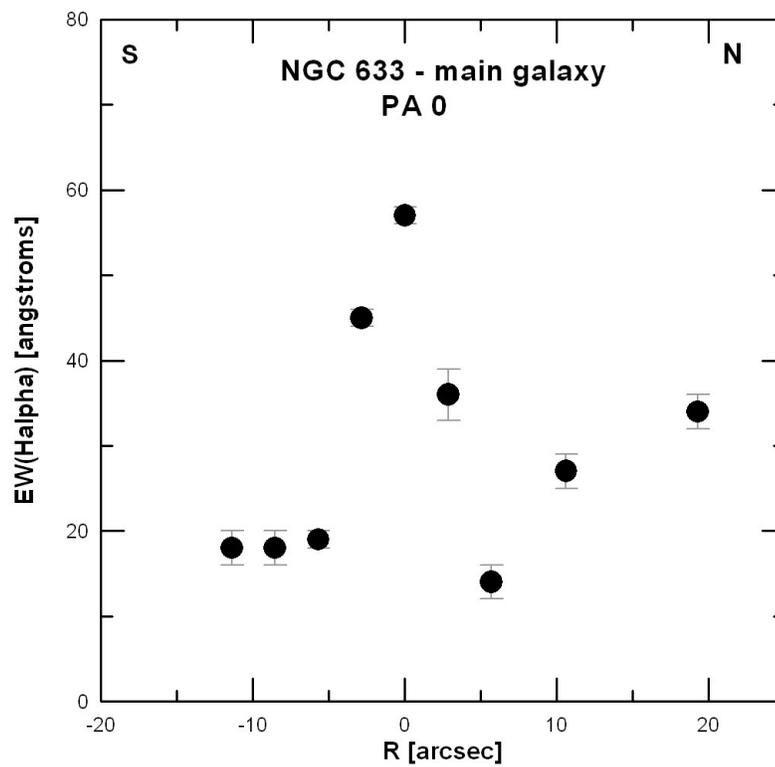


Figura II.87. Distribución espacial del ancho equivalente en H α , según el AP 0°. El origen corresponde al centro de a región nuclear de la galaxia principal de NGC 633.

II.3.4 - Distribución espacial de la intensidad en H α .

Para todos los sistemas estudiados se han presentado los perfiles de intensidad en H α (sentido espacial, perpendicular a la dispersión) y hemos notado que la emisión en H α asociada a la región de donde parte, o está ubicada cerca del brazo de marea que une la galaxia principal con la satélite, presenta por lo general mayor emisión que la región opuesta, asociada al otro brazo. Teniendo en cuenta que la luminosidad en H α refleja la formación actual, se podría considerar que la influencia gravitatoria de la satélite es la que produce esta asimetría en la tasa de formación estelar. En la galaxia principal de VV410, galaxia que posee una pseudo-barra, tenemos un caso extremo en el que la emisión en los bordes de la pseudo-barra es mayor que en la región nuclear, siendo como ya se mencionó, más alta la emisión en el extremo de donde parte el brazo de marea que llega a la galaxia perturbadora, llegando prácticamente a duplicar la del otro extremo y a su vez esta última un poco mayor que la originada en las regiones nucleares. En NGC 646, galaxia barreada, la emisión en el extremo de la barra, de donde sale el brazo de marea que llega hasta la satélite es muy notable, llegando a valores cercanos a la mitad de la emisión en la región nuclear. VV 16, que como VV 410 presenta condensaciones brillantes en los extremos de su barra, alcanza valores en el borde de la barra desde donde parte el brazo que llega cerca de la satélite, de cerca de la tercera parte de la emisión en la región nuclear. Como ya se ha visto, es también en esta región donde se dan los anchos equivalentes más elevados. Hay que destacar que el brazo de marea no llega a estar en contacto con la satélite. AM 2256-304, aunque no es una galaxia barreada, presenta mayor emisión en los extremos del disco, asociado con brazos, que en las regiones centrales. Es, como se verá más adelante, también en la zona de donde parte el brazo perturbado, donde se observan mayores variaciones de amplitud en las velocidades radiales, zona donde se origina el brazo de marea que conecta con la galaxia satélite. En AM 0459-340, el pico de emisión en H α se da en región central de la galaxia y también hacia el SW, en dirección opuesta a la satélite, una emisión importante, asociada con la emisión de la región HII ya mencionada. De todos modos, si analizamos el perfil de emisión en las regiones externas, seguimos notando que la región asociada con el brazo de marea, posee mayor emisión que en la región diametralmente opuesta, aunque la diferencia no es sustancial. En NGC 5534, vemos la misma situación, siendo incluso visible en la imagen en H α de Dopita et al (2002), condensaciones más brillantes en el extremo de la barra de donde parte el brazo que llega hasta la galaxia menor. En NGC 341 no se observa asimetría alguna en el perfil de H α , aunque el AP observado no coincide exactamente con el AP de la barra, a partir de la cual se originan los brazos.

II.3.5 - Anchos equivalentes.

En la tabla II.13, detallamos los anchos equivalentes en la línea de emisión $H\alpha$, para las regiones nucleares de las componentes de los sistemas de la muestra.

Tabla II.13. Anchos equivalentes en $H\alpha$		
	EW($H\alpha$) [Å] Galaxia principal región nuclear	EW($H\alpha$) [Å] Galaxia satélite región nuclear
AM 0459-340	80 ± 7	120 ± 50
VV 410	30 ± 1	26 ± 3
NGC 646	100 ± 10	35 ± 2
NGC 5534	70 ± 2	100 ± 10
AM 2214-524	55 ± 2	60 ± 5
NGC 633	60 ± 1	20 ± 4
NGC 341	10 ± 1	100 ± 10
VV16	100 ± 5	----
ARP 54	5 ± 1	25 ± 5
NGC 151	----	10 ± 2
AM 2256-304	10 ± 2	10 ± 2
AM 0037-305	20 ± 5	5 ± 1

Algunos de los sistemas presentan anchos equivalentes altos en ambas componentes, como se ve en AM 0459-340 y NGC 5534. En NGC 646, la galaxia principal es la que posee los valores más altos, en tanto que en NGC 341, el *starburst* tiene lugar en la galaxia más pequeña, lo cual se refleja en su ancho equivalente. Valores moderados se observan en ambas componentes, en AM 2214-524, VV 410 y NGC 633, mientras que son bajos en ambas galaxias, en NGC 151, AM 2256-304 y AM 0037-305.

II.3.6. Abundancias.

En la tabla II.14 se listan los valores de abundancias de oxígeno de las regiones centrales de las galaxias principales y satélites de la muestra.

Se determinaron los gradientes de abundancias de oxígeno para siete de las galaxias principales de los sistemas estudiados. En la figura II.88, se graficaron los gradientes de abundancias derivados para las galaxias principales de la presente muestra. La figura fue extraída de Edmunds & Roy (1993), quienes observan una relación entre los gradientes de abundancia de oxígeno y las magnitudes absolutas, para galaxias normales, donde discriminan las galaxias barreadas de las que no presentan estructuras de barra.

Además de los valores de gradientes obtenidos en el presente estudio, se incluyó el gradiente publicado de la galaxia principal de M51. Lamentablemente, no se cuenta en la literatura con distribuciones de abundancias de oxígeno, a excepción de la misma M51, por lo que la muestra es muy pequeña. De todos modos, podemos hacer el intento de analizar la ubicación de los gradientes, en el mencionado gráfico: Si tenemos en cuenta las galaxias principales barreadas, vemos que tres de ellas (VV 410, AM 2214-524 y NGC 646) tienen gradientes muy bajos, por arriba de la media (-0.05 dex/kpc) derivada para galaxias normales sin barra, obtenidas por Edmunds & Roy (1993). Otras dos galaxias barreadas, VV 16 y NGC 5534, por el contrario, presentan gradientes elevados (por debajo de -0.05 dex/kpc. Estas dos galaxias son luminosas en el infrarrojo y sostienen *starburst*, probablemente favorecido por la presencia de barras. NGC 633 también es una galaxia luminosa en el infrarrojo, pero a diferencia de los dos anteriores objetos, no tiene barra y por lo menos, en el único AP que hemos estudiado hasta el momento, la distribución de abundancia es plana, siendo el más plano de los objetos aquí considerados. La misma M51 posee una distribución bastante plana, mientras que AM 0459-340 posee un gradiente moderado.

Además se obtuvieron distribuciones de abundancias para dos galaxias satélites, los de AM 0459-340 y NGC 5534, los cuales resultan ser planos.

Tabla II.14. Abundancias de oxígeno de las regiones nucleares.

	(O/H) [$\times 10^{-4}$] Galaxia principal	(O/H) [$\times 10^{-4}$] Galaxia satélite
AM 0459-340	4.7 ± 0.4	3.0 ± 0.3
VV 410	8.5 ± 2.5	5.0 ± 0.5
NGC 646	12 ± 3	6.5 ± 0.7
NGC 5534	11.5 ± 0.5	3.3 ± 0.5
AM 2214-524	8.7 ± 0.7	4 ± 1
NGC 633	8.3 ± 0.5	8.5 ± 0.4
NGC 341	7 ± 1	2.7 ± 0.2
VV16	1.0 ± 0.7	----

Tabla II.15.

	O/H [10^{-4}] Galaxia principal (regiones externas)	O/H [10^{-4}] Galaxia satélite
AM 0459-340	3 ± 1	3.0 ± 0.3
VV 410	6 ± 1	5 ± 1
NGC 646	8 ± 3	6 ± 1
NGC 5534	$(5 \pm 1) ; (6 \pm 2)$	3.5 ± 0.5
AM 2214-524	$(5 \pm 1) ; (7 \pm 1)$	4 ± 1
NGC 633	11 ± 2	8.5 ± 0.4

En la tabla II.15 detallamos en la segunda columna, los valores aproximados de abundancias de oxígeno, obtenidos para los regiones medidas más externas de lo discos de las galaxias principales mientras que en la tercera columna están listados los valores de abundancias de satélites. Como se puede apreciar, los valores son similares, por lo que sería importante considerar e algunos de los casos estudiados, la posibilidad de circulación de material de una galaxia a la otra. El sistema que presenta mayores diferencias es NGC 5534 y también es el objeto que tiene el brazo de marea más difuso, lo cual podría significar que el pasaje de gas no sería tan eficiente como en otros casos estudiados.

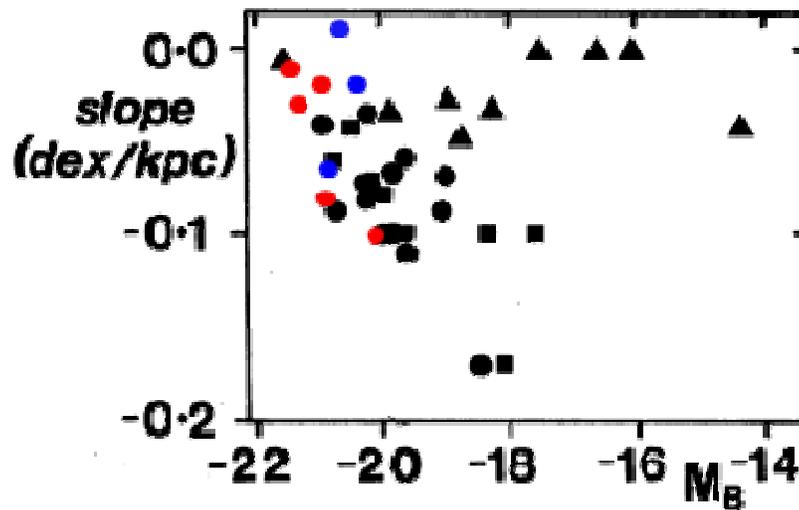


Figura II.88. Gradiente de abundancia como función de la magnitud absoluta en el azul. Los cuadrados corresponden a galaxias clasificadas como normales no barreadas, mientras que los triángulos a las barreadas y los círculos a las que tienen una estructura "mixta". Los círculos en rojo representan la ubicación de a las galaxias principales de tipo M51 del trabajo actual, en tanto que las azules son galaxias en las que no se observa una estructura de barra bien definida.

II.3.7. Análisis de los resultados.

Se han estudiado espectrofotométricamente 13 sistemas peculiares de tipo M51. Se determinaron los principales mecanismos de emisión, siendo el de tipo región H II el dominante, con excepción de la galaxia principal de AM 0403-604, la cual tiene un núcleo de tipo Seyfert 2. Se estudió, a partir de los flujos de las líneas de emisión, la dependencia radial de la abundancia de oxígeno. Es pertinente mencionar que en la literatura especializada, prácticamente no se cuenta con distribuciones de abundancias de galaxias pertenecientes a sistemas interactuantes.

En lo que sigue comentaremos los resultados más destacados de los sistemas aquí estudiados:

En AM 0459-340, predominaría una componente estelar joven en toda la extensión estudiada de la galaxia principal y también de la satélite. Es notable la condensación que está ubicada al Este y unida por un puente a la galaxia satélite, la cual, como se verá en el capítulo donde presentamos el catálogo cinemático, presenta una diferencia de velocidad significativa con la galaxia menor. No se puede descartar que tal vez este objeto más pequeño, no haya estado en sus orígenes, ligado a la galaxia satélite.

VV410 es un sistema que se destaca por los *starbursts* ubicados en los extremos de la pseudo-barra, lo cual probablemente explica el bajo gradiente en abundancias encontrado. El sistema VV410 es muy similar en su morfología a Arp 82. Los colores de VV410 revelan que las regiones más azules están asociadas con los extremos de barra y con las regiones externas del disco.

El espectro de la región nuclear de AM 2256-304, revela una escasa actividad de formación estelar actual. Si tenemos en cuenta la diferencia extrema entre las velocidades de las componentes del sistema, y considerado que según las simulaciones dinámicas la intensificación de la formación estelar estaría favorecida por encuentros “progrados”, en los que la diferencia de velocidades entre las regiones externas de la galaxia principal y la satélite no sean importantes, se podría explicar la escasa actividad encontrada en la galaxia mayor.

Como era de esperar, los sistemas luminosos en el infrarrojo, NGC 633, NGC 5534 y VV 16, poseen espectros característicos de intensa actividad de formación estelar en toda la extensión que cubría la ranura.

NGC 341, AM 2256-304, ARP 54 y AM 0037-305 son sistemas en los que en las regiones nucleares de las galaxias principales predomina una población estelar vieja, mientras que en las satélites hay un predominio de componentes estelares más jóvenes, las cuales se pueden ajustar con un “template” S7. En cuanto a la actividad de formación estelar actual, la cual está representada por la emisión en $H\alpha$, en todas las satélites mencionadas hay emisión moderada en $H\alpha$, siendo la más intensa en la satélite de NGC 341.

Si consideramos los continuos de los espectros obtenidos para la muestra espectrofotométrica presentada en esta tesis, notamos que en 8 de los espectros correspondientes a las regiones nucleares de las galaxias satélites, los continuos se elevan hacia el azul, ajustables con un *template* S7. Esto es compatible con el resultado que derivaron Laurikainen, Salo & Aparicio (1998), quienes obtienen para 8 galaxias satélites de una muestra 13 sistemas de tipo M51, colores B-V azules en sus regiones centrales, lo cual revela una intensificación en la actividad de formación estelar. Estos autores mencionan que el contenido de gas de galaxias normales no es capaz de sostener actividad *starburst* muy prolongada, sin embargo, si se produce transferencia de materia de la galaxia principal hacia la satélite, se dispararía un *starburst* en las regiones centrales de la compañera y se dispondría de suficiente material para sostener la actividad elevada de formación de estrellas.

En cuanto a las galaxias principales, encontramos que en 5 de los 13 sistemas, los continuos se podrían ajustar por un *template* s7.

Para todos los sistemas estudiados se han presentado los perfiles de intensidad en H α (sentido espacial, perpendicular a la dispersión en los espectros). Notamos que para casi todas las galaxias principales, la emisión en H α asociada a la región de donde parte el brazo de marea que une la galaxia principal con la satélite, o que llega cerca de esta última, casi siempre presenta mayor emisión que la región asociada al otro brazo, por lo que, teniendo en cuenta que la luminosidad en H α refleja la formación actual, se podría considerar que la influencia gravitatoria de la satélite es la que podría estar produciendo esta asimetría en el proceso de formación estelar.

En los sistemas en los que se pudo determinar distribuciones radiales de abundancias de oxígeno, se encontró que los valores de abundancias en las regiones más externas medidas, del disco de la galaxia, son muy parecidos a los de sus galaxias satélites. Aunque no podemos probar que esto signifique circulación de material de una galaxia a la otra, es una hipótesis que debe ser tomada fuertemente en cuenta. Además de las abundancias similares, en los sistemas aquí considerados, el brazo de marea llega a estar en contacto directo con las satélite, lo cual reforzaría la hipótesis de la transferencia de materia. Estudios realizados a partir de simulaciones numéricas, demuestran que bajo ciertos parámetros orbitales, es posible la transferencia de masa entre galaxias (Wallin & Stuart, 1992).

En cuanto a los gradientes de abundancias de oxígeno, van Zee et al. (1998), en su estudio espectrofotométrico de abundancias en galaxias espirales cercanas, afirma que si los gradientes de abundancias son constantes a lo largo de toda la extensión de la galaxia, las regiones H II en las galaxias espirales deberían tener bajas abundancias, similares a las encontradas en galaxias enanas de baja luminosidad. Sin embargo, según la definición de galaxia enana, en término del rango de magnitudes, por ejemplo en B, que abarca este tipo de galaxias, son pocas las galaxias satélites de tipo M51, que son enanas. Los valores de abundancias que encontramos en las regiones

externas de los discos de las principales, son más elevados, que los de galaxias enanas de baja luminosidad.

Sin duda alguna, son varios y complejos los parámetros a tener en cuenta, a la hora de poder explicar los valores absolutos de abundancias obtenidas y sus gradientes radiales. La interacción entre las galaxias puede disparar *starbursts* en las galaxias satélites de los sistemas de tipo M51 y modificar la metalicidad del medio, aunque tampoco podemos descartar la posibilidad de “contaminación” en la metalicidad de la galaxia satélite, debido a transferencia de materia desde la galaxia mayor. La circulación de materia podría explicar los valores similares de abundancias encontrados en las partes externas de discos o barras de las galaxias principales y los obtenidos en las satélites de los sistemas de tipos M51.

Aunque contamos con la determinación de gradientes de abundancias de sólo 8 galaxias principales de sistemas de tipo M51 (hemos incluido el sistema M51, con un gradiente de $-0,02 \text{ dex/kpc}$), el promedio de los mismos es de $(0.04 \pm 0.03) \text{ dex/kpc}$, no lejano de la media determinada por Edmunds & Roy (1993), para galaxias normales no barreadas. Es interesante comparar estos valores con el promedio derivado para la muestra de Considère et al (2000), de galaxias *starbursts* barreadas, de $-0,15 \text{ dex/kpc}$. Es entendible que los gradientes en la muestra de galaxias *starbursts* sean mayores que la de los objetos del presente estudio, lo cual sería consecuencia de que al seleccionar estos autores, galaxias con núcleos *starbursts*, estos objetos presentan intensificación del proceso de formación estelar que se está dando en el presente en esa región nuclear, lo cual acentuaría los gradientes, mientras que en las galaxias principales de los sistemas de tipo M51, no necesariamente se encuentra la galaxia principal en una etapa en que se esté dando la máxima intensificación en el proceso de formación de estrellas. Encontramos un rango de gradientes que abarca desde sistemas con una distribución prácticamente plana, como en VV 410 o NGC 633 (en estos dos casos existen valores de abundancias que tienen errores muy grandes, por lo que sería conveniente realizar observaciones que permitiesen obtener espectros con una mejor relación señal-ruido), hasta sistemas con gradientes muy empinados, como VV 16 o NGC 5534. Indudablemente, nuestros resultados no son concluyentes, debido al escaso número de objetos con determinaciones de gradientes de abundancias (de este tipo de sistemas peculiares, prácticamente los únicos), por lo que es necesario contar con más observaciones espectrofotométricas de sistemas de tipo M51. Otra cuestión que debemos tener en cuenta, es que los gradientes obtenidos a lo largo de las barras, no necesariamente concordarían con los gradientes sobre el disco, es decir, excluyendo la barra. Como ya se mencionó, las barras pueden producir un efecto de mezcla, reduciendo los gradientes, o por otro lado, podrían elevar las abundancias en las regiones centrales, canalizando el flujo de gas disparando *starbursts*. Tal vez sea necesario aclarar que, salvo excepciones, como el citado trabajo de Considère et al (2000), donde algunos de los objetos de su muestra forman parte de pares, es más bien escasa la información disponible sobre distribuciones radiales de abundancias en galaxias interactuantes.

II.3.8. Referencias.

- Arp, H., 1966, ApJS, 14, 123.
- Arp, H., & Madore, B. 1987, "A catalogue of Southern Peculiar Galaxies and Associations" (Cambridge: Cambridge Univ. Press).
- Balzano, V. 1983, ApJ, 268, 602.
- Bica, E. 1988, A&A, 195, 76.
- Binney, J. & Tremaine, S. 1987, "Galactic Dynamics" (Cambridge University Press, Princeton).
- Chitre, A. & Joshi, U. 2001, astro.ph. 9079.
- Considère, S., Coziol, R., Contini, T., & Davoust, E. 2000, A&A, 356, 89.
- Coziol, R., Contini, T., Davoust, E., & Considère, S., 1997, ApJ 481, L67.
- Dahari, O., 1984, AJ 89, 966.
- Díaz, A., 1985, Ph. D. Thesis, Univ. Sussex.
- Dopita et al. 2002, ApJSS 143, 47.
- Edmunds, M., & Pagel, B. 1984, MNRAS 211, 507.
- Edmunds M.G., 1990, MNRAS 246, 678.
- Edmunds M.G. & Roy J.-R., 1993, MNRAS 261, L17.
- Elmegreen, D. M., Elmegreen, B. G., & Bellin, A. D. 1990, ApJ 364, 415
- Ghigna, S., Moore, B., Governato, F. et al. 1998, MNRAS 300, 146.
- Gotz, M, Köpen, J. 1992, A&A 262,45.
- Günthardt, G 1999, "Trabajo Especial de Lic. en Astronomía" (Famaf, UNC).
- Karachentsev, I. D. 1987, Binary galaxies (Moscow, Nauka).
- Keel, W. 2000, BAAS 32, 1450.
- Keel, W. ,& Borne, K., 2003, AJ 126, 1257.
- Keel, W., 2004, AJ, 127, 1325.
- Kennicutt, R., 1992, ApJS 79, 255.
- Klimanov, S., & Reshetnikov, V., 2001, A&A 378, 428.
- Klimanov, S., & Reshetnikov, V., & Burenkov, A., 2002, Astronomy Letters, vol. 28, No. 9, p. 579.
- Laurikainen, E., Salo, H. & Aparicio, A., 1998, A&AS, 129, 517.
- Leitherer et al. 1999, ApJS 123, 40.
- Lin, D., & Tremaine, S., 1983, ApJ 264, 364.
- Mirabel, F., Dottori, H. & Lutz, D. (1992)
- Mollá M., Ferrini F., Díaz A.I., 1996, ApJ 466, 668.
- Osterbrock, D., 1989, "Astrophysics of Gaseous Nebular and Active Galactic Nuclei" (Mill Valle, CA: Univ. Sci.).
- Pasha, I. I., Polyachenko, V. L., & Strelnikov, A. V., 1988, Pis'ma v AZh 14, 195.
- Reshetnikov, V. & Klimanov, S., 2003, AstL 29, 429.
- Roberts W.W., Huntley J.M, van Albada G.D., 1979, ApJ 233, 67.
- Roberts, M., & Haynes, M., 1994, ARA&A 32,115.
- Salo, H., & Laurikainen, E., 1993, ApJ 410, 586.
- Seaton, M., 1979, MNRAS 187, 73.
- Stone, R., & Baldwin, J., 1982, MNRAS 204, 347.
- Telles, E., & Terlevich, R., 1995, MNRAS 275, 1.
- Vila-Costas, M. B., & Edmunds, M. G., 1992, MNRAS 259, 121.
- Van Zee, L. et al. ,1998, AJ 116, 2805.

- Veilleux, S., & Osterbrock, D., 1987, ApJ, 63,295.
Vorontsov-Velyaminov, B. A., 1957, AZh 34, 8 .
Vorontsov-Velyaminov, B. A. ,1975, AZh 52, 692.
Vorontsov-Velyaminov, B. A., 1977, A&AS 28, 1.
Wallin, J., & Stuart, B., 1992, ApJ, 399, 29.
Wise, R., Silk, J. ,1989, ApJ 339, 700.
Zaritsky, D., Kenicutt, R. C., & Huchra, J. P. 1994, ApJ 420, 87.