

## II.4- Catálogo cinemático de sistemas de tipo M 51.

### II.4.1- Observaciones.

En esta parte del trabajo se presenta un catálogo cinemático de unos veinte sistemas de tipo M51 (tabla II.16), correspondiente a observaciones espectroscópicas realizadas principalmente con el telescopio de 2.15m de CASLEO, en turnos de observación que abarcan desde el año 2005 hasta el 2007. Se usó el espectrógrafo REOSC DS, en la modalidad de ranura larga, y una red de 1200 l/mm, con la que se obtuvieron espectros (mas de 1500 extracciones espectrales para la muestra completa) de la zona roja del espectro, con una resolución de 3Å y un *seeing* de 2"-3". Las velocidades radiales fueron derivadas a partir de la línea de emisión H $\alpha$ , ajustándose perfiles *gaussianos* a los perfiles de las líneas, mientras que los errores estimados se derivaron de las expresiones de  $\sigma$  para ajuste *gaussiano*, de Keel (1996) y asignándose finalmente 2 $\sigma$  como error de velocidad. Se ha tratado de orientar la ranura a lo largo de las dos componentes del sistema y considerando los ejes mayores de la galaxias, aunque para varios sistemas, además, se midieron las velocidades radiales según otros ángulos de posición.

Para realizar las correcciones de las velocidades radiales, teniendo en cuenta la inclinación del plano de la galaxia con respecto a la dirección observador-galaxia, se deben tener en cuenta las siguientes relaciones:

$$V_{\text{obs}}(r, \phi) = V_{\text{sys}} + \bar{V}(R, \theta) \cdot \hat{r}$$

$$V_{\text{obs}}(r, \phi) = V_{\text{sys}} + V_{\theta}(R) \text{ sen } i \cos \theta + V_{\theta}(R, \theta) \text{ sen } i \cos \theta + V_R(R, \theta) \text{ sen } i \text{ sen } \theta$$

siendo  $\hat{r}$  el vector unitario desde el observador hacia la galaxia,  $i$  la inclinación entre la perpendicular al plano de la galaxia con la línea de la visual,  $V_{\text{sys}}$  la velocidad sistemática y  $V_{\theta}$  y  $V_R$  las componentes de la velocidad según la dirección radial y tangencial. El radio  $R$  se mide desde el centro de la galaxia y el ángulo acimutal  $\theta$  se mide desde el eje mayor de la galaxia y ambas son coordenadas medidas sobre el plano de la galaxia.

Si suponemos que la velocidad no depende de  $\theta$ ,

$$V_{\text{obs}}(r, \phi) = V_{\text{sys}} + V(R) \text{ sen } i \cos \theta$$

$R$  y  $\theta$  están relacionadas con las coordenadas medidas sobre el plano del cielo  $(r, \phi)$ , como sigue:

$$\operatorname{tg} \theta \cos l = \operatorname{tg} (\phi - \phi_0)$$

$$R \cos \theta = r \cos \operatorname{tg} (\phi - \phi_0)$$

siendo  $\phi_0$  el ángulo de posición del eje mayor.

Como se verá mas adelante, se hizo necesario realizar estas correcciones a las determinaciones de velocidades, por ejemplo, a la hora de realizar las estimaciones de masas.

#### **II.4.2 - Características generales de los objetos de la muestra.**

En primer lugar realizamos una breve descripción de las características morfológicas de los sistemas (luego se describirá la morfología en forma más detallada para cada sistema en particular), tratando de encontrar algunas características similares, teniendo en cuenta separación entre las componentes, desarrollo del brazo de marea e inclinaciones de las componentes, con respecto al plano del cielo:

Algunos de los sistemas interactuantes estudiados, presentan un brazo de marea muy desarrollado, mientras que la inclinación de la satélite es prácticamente de canto. Entre estos sistemas podemos mencionar a VV 410, NGC 633, AM 0459-341 y AM 2058-381. Otros presentan separaciones grandes, aunque las satélites son de tipo E o irregulares, como AM 0639-582 y AM 0430-285. Este último sistema es muy similar en su estructura general a NGC 646, sistema presentado en la muestra espectrofotométrica.

En el otro extremo, también contamos en el catálogo con sistemas en los cuales las componentes son muy cercanas, como NGC 4188, VV 452, AM 1325-274 y AM 0403-604, teniendo esta última, una compañera de canto muy cercana, donde además del brazo de marea, se ve claramente un puente que aparentemente conecta las dos galaxias. La galaxia principal de AM 0403-604, es la única galaxia Seyfert de tipo 2 de la muestra cinemática. También entrarían en esta categoría, aunque presentando ahora las satélites una masa importante en relación a la principal, AM 1304-333 y AM 0327-285.

Casos intermedios en cuanto a las separaciones entre las componentes, son AM 2256-304, AM 0458-250, ESO 362-IG001.

Otras situaciones en los que se observa un brazo de marea no muy desarrollado y que además no entra en contacto con la satélite son ARP 54, una galaxia ocular típica y también la única galaxia principal Sy1 de la muestra, AM 1416-262.

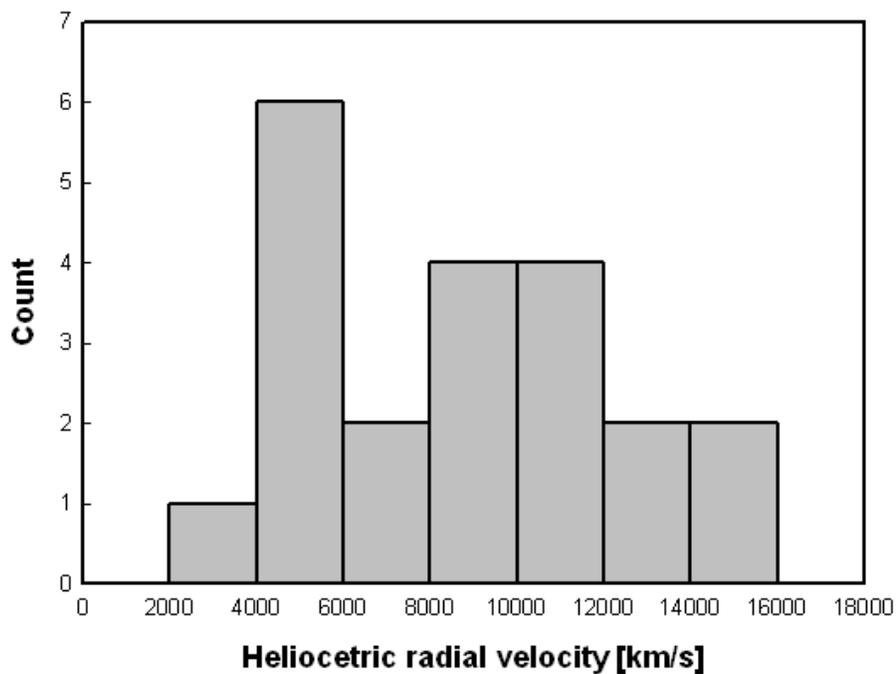
Tabla II.16

	$V_{hel,ppal.}$ [km/s]	$V_{hel,ppal.}$ [km/s]	$V_{hel,sat.}$ [km/s]	$V_{hel-sat.}$ [km/s]	$ \Delta V $ [km/s]	D [kpc]	$L_{ppal. B}$ [ $L_{\odot}$ ]	$L_{sat}/L_{ppal. B}$	$L_{ppal. K}$ [ $L_{\odot}$ ]	$L_{sat}/L_{ppal. K}$
N633	5140	5150	5210	5230	74	22	1,69E+10	0,2	4E+11	0,43
ARP 54	-----	12950	-----	-----	60	43	-----	-----	9,4E+11	0,14
AM 0327-285	11040	11060	-----	-----	274	21	5,25E+10	0,48	-----	-----
AM 0403-604	-----	15160	-----	-----	-----	28	-----	-----	9,8E+11	0,31
AM 0430-285	-----	10200	-----	10180	18	35	1,79E+10	-----	3,43E+11	0,26
AM 0458-250	-----	11250	11375	-----	126	-----	3,1E+10	-----	7,7E+11	0,06
AM 0459-340	5260	5250	5140	-----	116	28	1,74E+10	0,07	9,9E+10	0,05
ESO362-G001	5290	-----	5175	-----	112	11	3,84E+09	0,09	-----	-----
AM 0639-582	2600	2600	2745	-----	149	36	1,03E+10	0,09	2,1E+11	0,09
VV 410	8600	8600	8630	8595	28	43	3,19E+10	0,13	3,8E+11	0,25
VV 350	3290	-----	3335	-----	46	-----	1,26E+10	0,55	-----	-----
N 4188	4270	-----	4260	-----	10	10	1,69E+10	-----	1,4E+11	-----
AM1304-333	8850	8780	8910	8915	62	12	1,56E+10	-----	4,5E+11	0,63
AM 1325-274	10310	-----	10285	-----	21	-----	1,43E+10	-----	-----	-----
AM 1416-262	-----	6670	-----	-----	139	68	3,42E+10	-----	9,0E+11	0,12
AM 1427-432	4550	-----	4575	4580	22	-----	2,94E+09	-----	-----	-----
VV 452	13230	13260	13420	-----	187	14	3,56E+10	0,04	3,5E+11	-----
AM 2058-381	12120	-----	-----	12335	218	41	2,76E+10	0,09	3,5E+11	0,22
AM 2105-332	6150	-----	5560	-----	591	-----	1,63E+10	0,24	1,1E+12	0,11
AM 2256-304	8650	8646	10110	-----	1463	30	-----	-----	3,7E+11	0,04

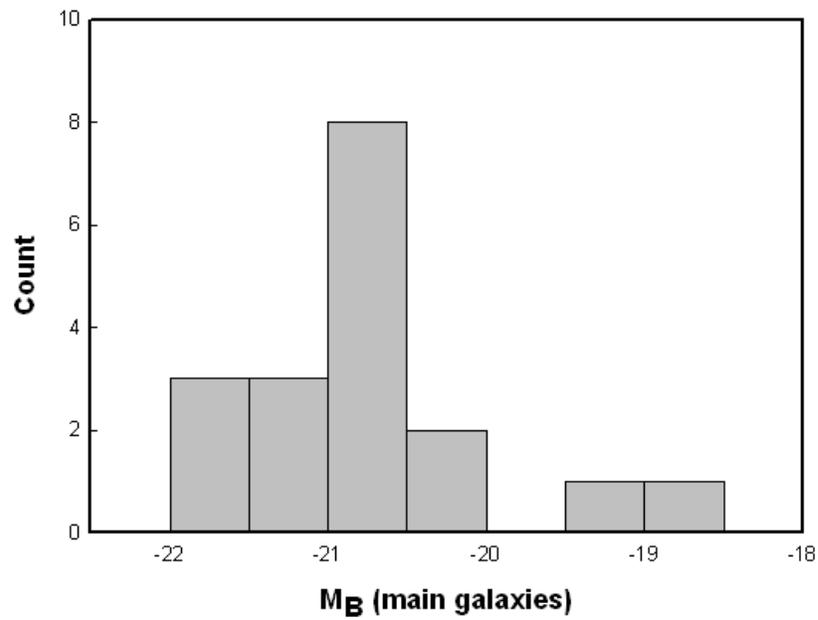
**Nota:** Col. 1) nombre del objeto (listadas en orden de ascensión recta). Cols. 2 y 4) Velocidades sistemáticas obtenidas a partir del máximo de emisión del continuo. Cols. 3 y 5) Velocidades sistemáticas obtenidas a partir del centro de simetría de la curva de velocidades. Col. 6) Módulo de diferencia de velocidades entre velocidades de galaxia principal y satélite. Col. 7) separación entre las componentes. Cols. 8 y 9) Luminosidad en banda B de la principal y cociente de luminosidades en esa banda, entre satélite y principal. Cols. 10 y 11) Luminosidad en banda K de la principal y cociente de luminosidades en esa banda, entre satélite y principal.  
El valor de diferencia de velocidades de AM 0327-285, se obtuvo de NED.

Otro grupo podría incluir sistemas en los que el brazo de marea es más bien difuso, como AM 2103-332 y VV 350.

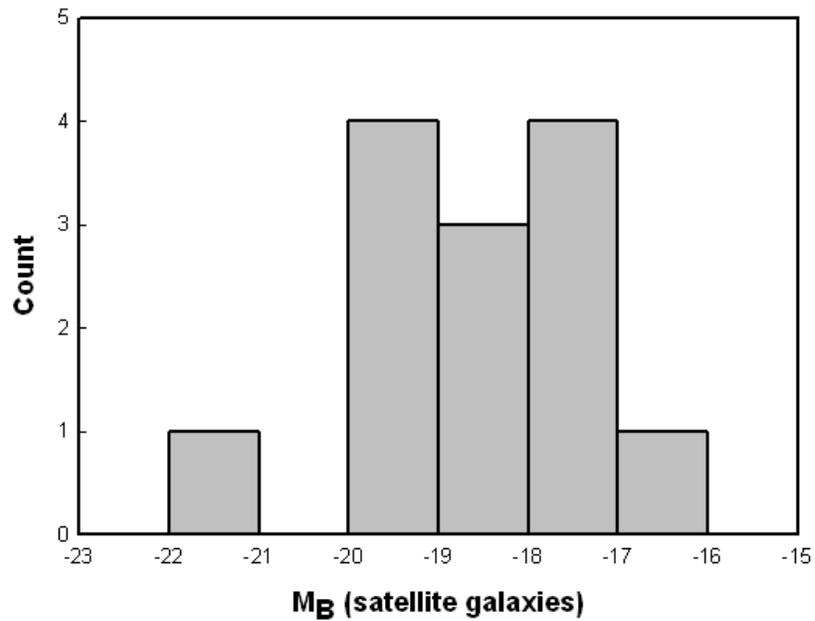
Se confeccionó un histograma con las velocidades radiales heliocéntricas de los sistemas (figura II.89). El máximo en la distribución se alcanza en los 10000 km/s, aproximadamente y no contamos con sistemas que posean velocidades por arriba de los 16000 km/s. También se muestran histogramas de las relaciones de luminosidades de la galaxia satélite, con respecto a la galaxia principal, tanto en el azul (figura II.92), a partir principalmente de datos de LEDA como en la banda K (figura II.93), de imágenes de 2MASS, a partir de fotometría de apertura, anteriormente explicada. El 80 % de los sistemas de tipo M51 considerados en esta muestra (no todos los objetos de esta muestra cinemática poseen magnitudes B determinadas tanto para la principal como para la satélite) poseen relaciones de luminosidades y por ende, de masas, inferiores a 0.3.



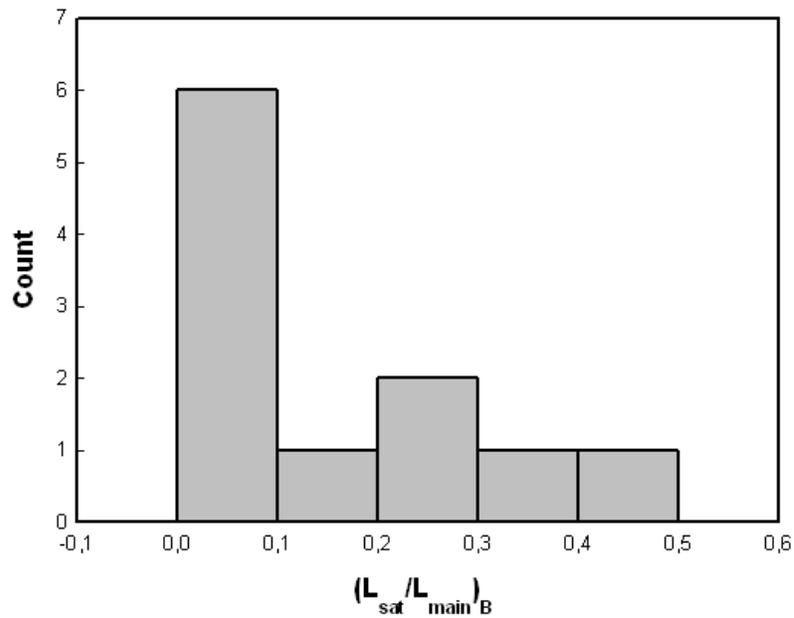
**Figura II.89.** Histograma de la distribución de velocidades radiales de los sistemas pertenecientes a la muestra cinemática.



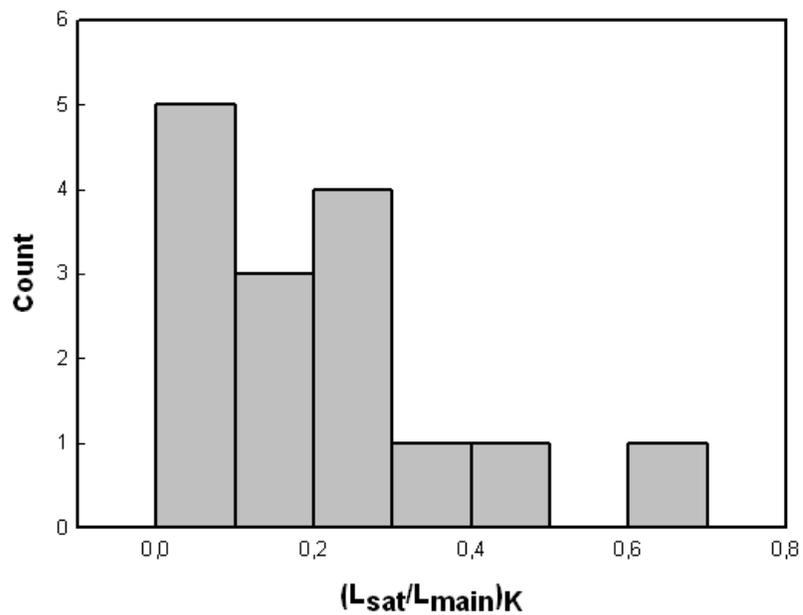
**Figura II.90.** Histograma de la distribución de magnitudes absolutas en banda B, de las galaxias principales de los sistemas pertenecientes a la muestra cinemática.



**Figura II.91.** Histograma de la distribución de magnitudes absolutas en banda B, de las galaxias satélites de los sistemas pertenecientes a la muestra cinemática.



**Figura II.92.** Histograma de la distribución de cocientes de luminosidades en banda B, de los sistemas pertenecientes a la muestra cinemática.



**Figura II.93.** Histograma de la distribución de cocientes de luminosidades en banda K, de los sistemas pertenecientes a la muestra cinemática.

Los brillos de las galaxias principales son los típicos de galaxias espirales. La actividad nuclear está dentro del rango de valores normales porque hay sólo

una galaxia que presenta Sy1 y una Sy2 en los sistemas estudiados. El límite superior considerado para la luminosidad de la satélite, para que la consideremos de tipo M51, es de aproximadamente el 50 % de la luminosidad de la galaxia principal, por encima del cual consideramos que se trata de un par y no de un sistema peculiar de esta categoría de interacción.

### II.4.3 - Catálogo

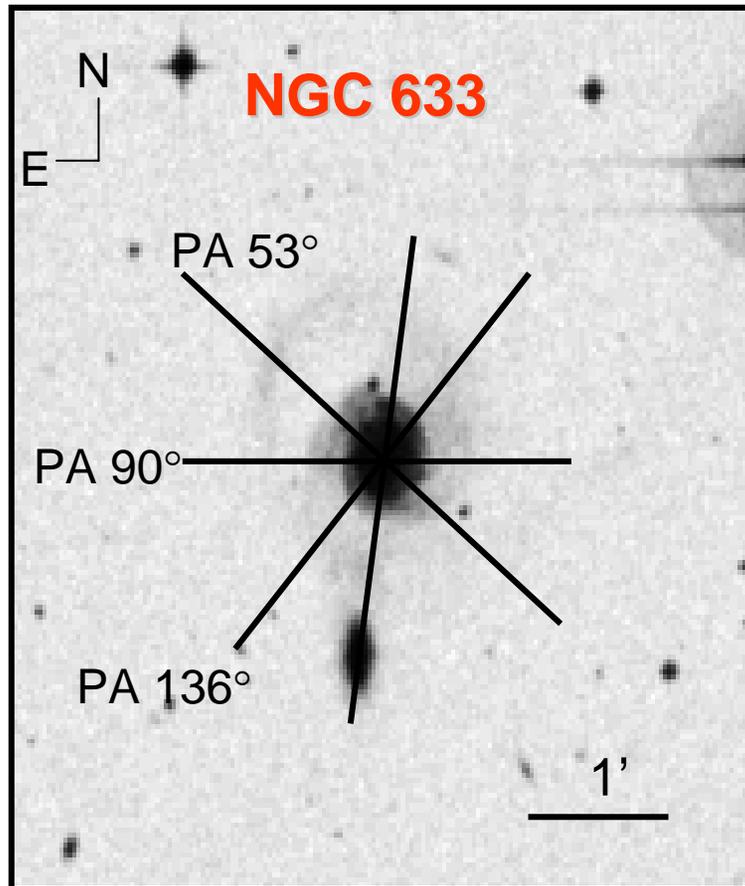
En lo que sigue, se presenta un catálogo de la cinemática de 20 sistemas de tipo M51.

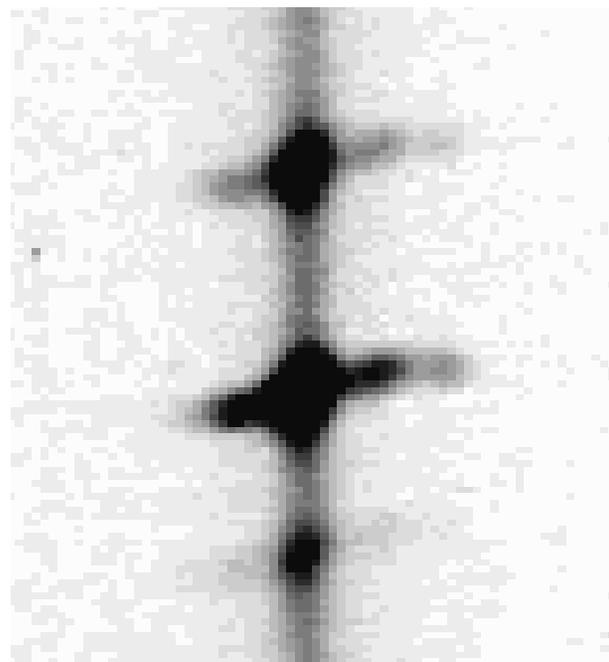
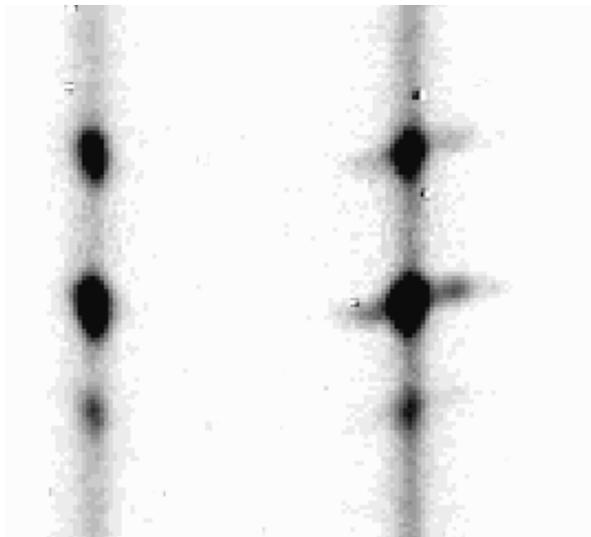
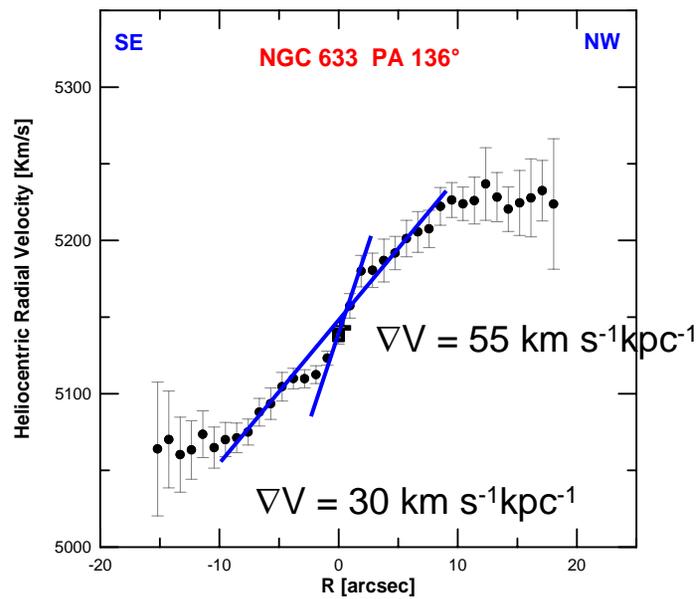
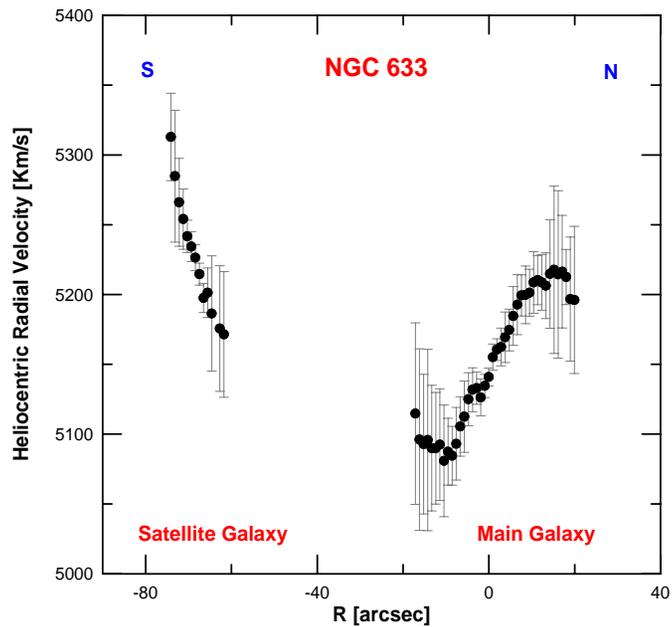
Se muestran las imágenes DSS en las que se grafican los ángulos de posición observados y las distribuciones de velocidades de los mismos. En cuanto a los símbolos empleados en las curvas, se utiliza un cuadrado para la posición cero, es decir, para la posición que corresponde al máximo de intensidad en el continuo del espectro y una cruz, cuando es posible estimar un centro de simetría, a partir de la curva de velocidades. Debajo de cada curva se muestra la imagen bidimensional del espectro (se ha tratado de ser lo más coherente posible, de tal forma de que el lector pueda asociar espectro con curva por ejemplo, se buscó que coincidiera el centro del continuo en el espectro con el centro en la curva, así como la extensión de la emisión en  $H\alpha$  con los puntos de velocidad medidos, aunque en el sentido de la dispersión, no necesariamente se cuidaron las proporciones). En algunos casos, se muestran los valores de gradientes de velocidades. Un intento de cuantificar el grado de perturbación o “daño” causado por las interacciones, se analiza más adelante. También se derivaron masas, en aproximación kepleriana, por lo que se realizaron correcciones por inclinación y apartamiento de la posición de la ranura con respecto al eje mayor cinemático.

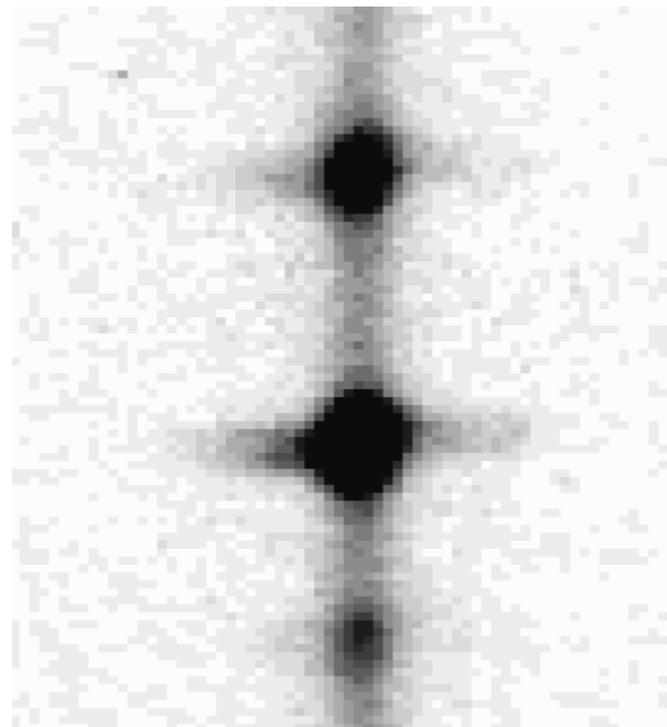
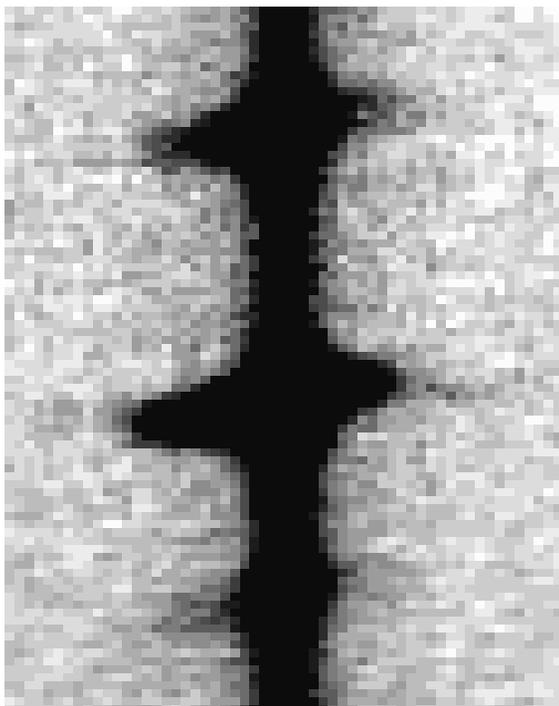
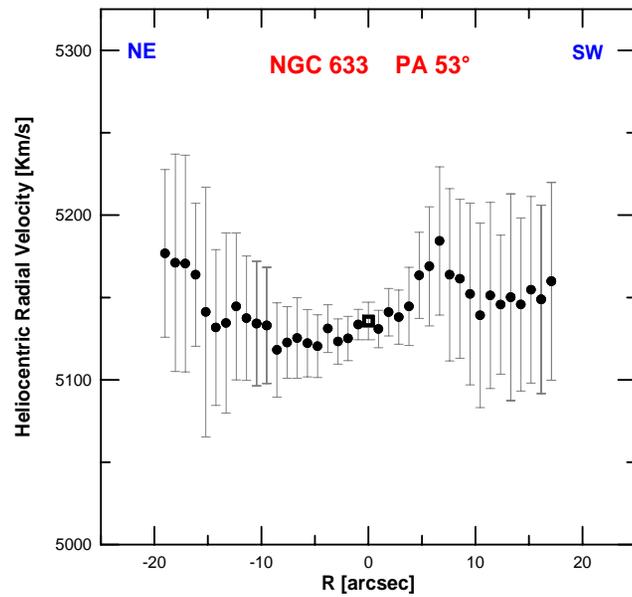
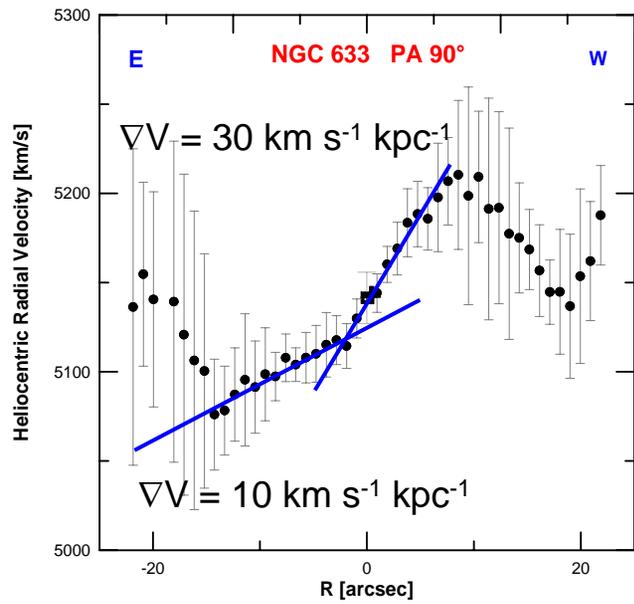
El análisis de la cinemática de cada objeto, que se aborda a continuación de las curvas de velocidades, es de carácter principalmente cualitativo.

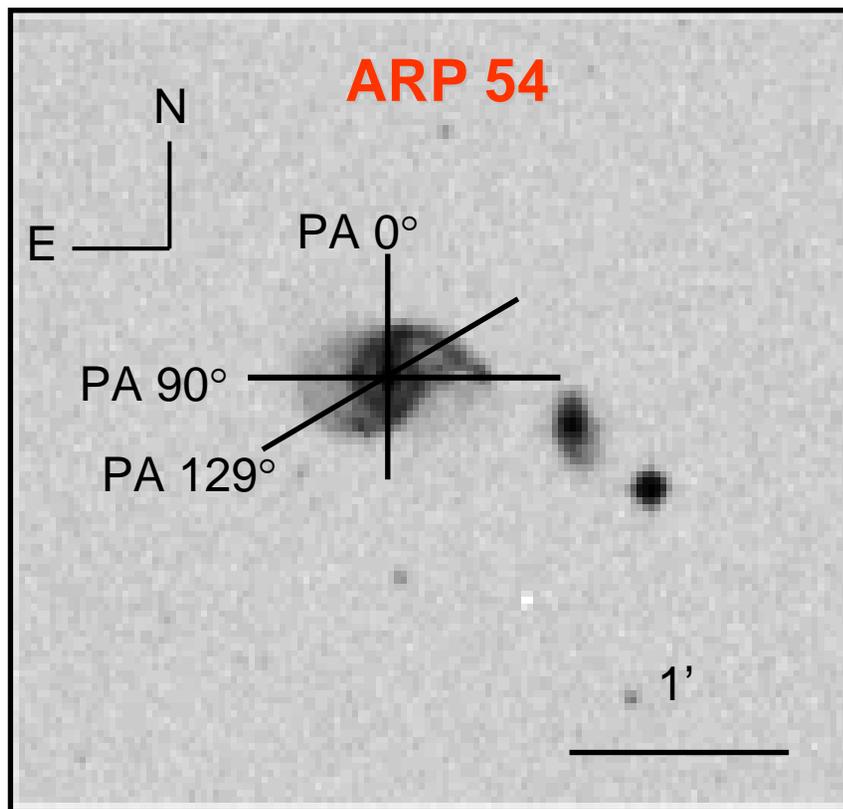
---

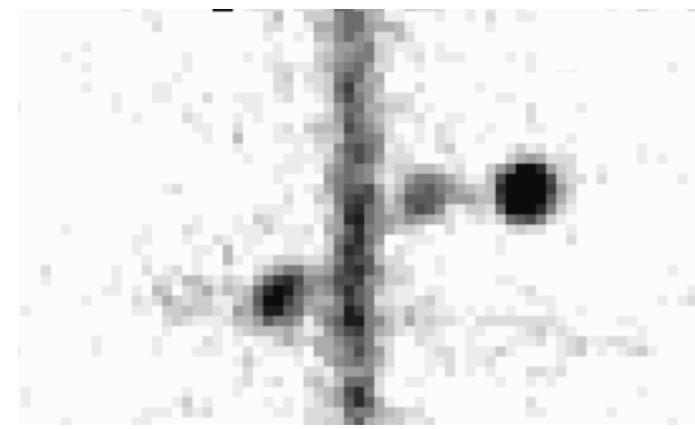
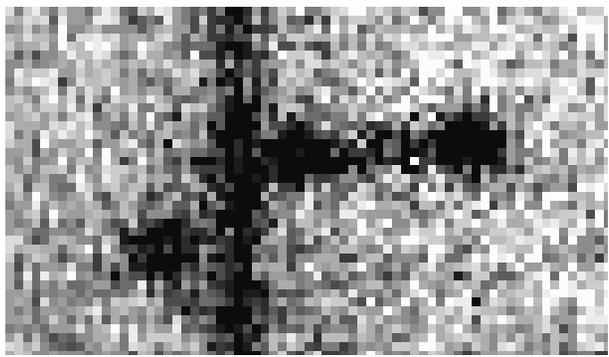
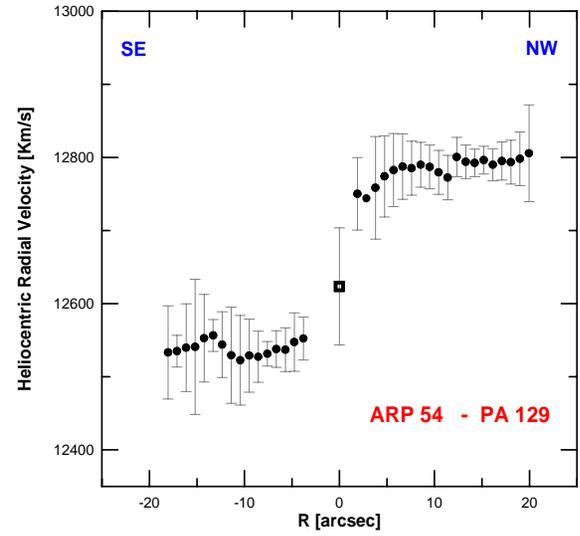
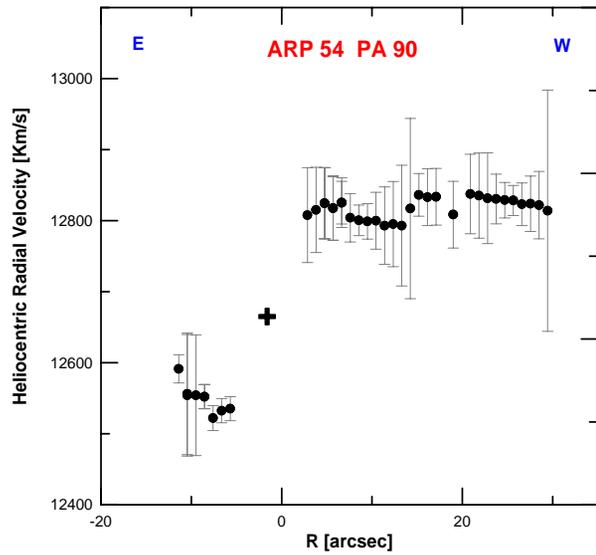
***Catálogo cinemático de sistemas  
peculiares de tipo M51.***

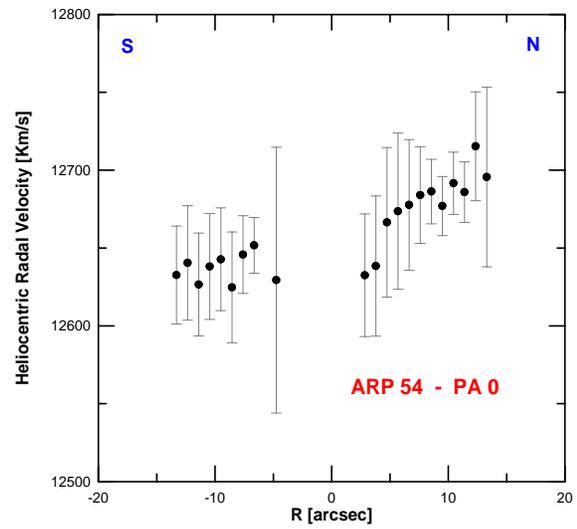


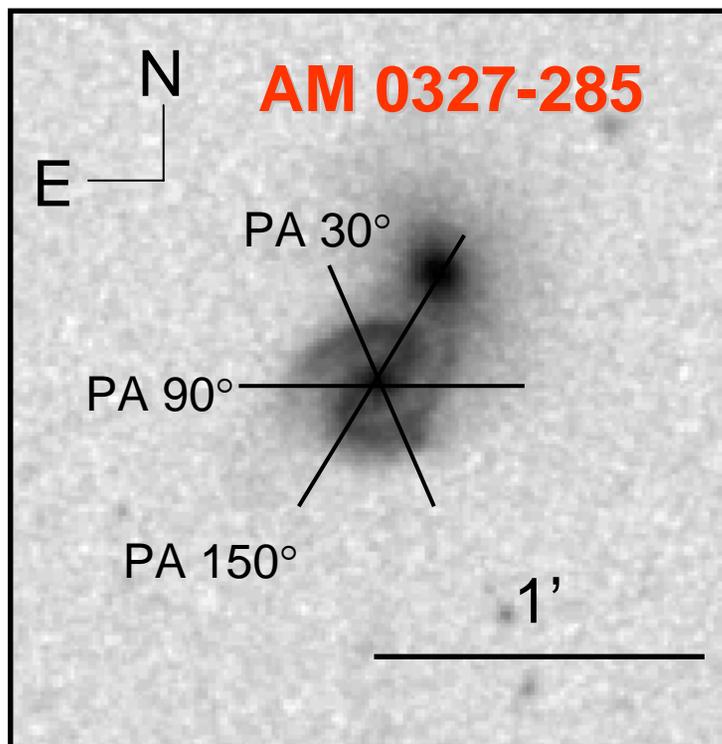


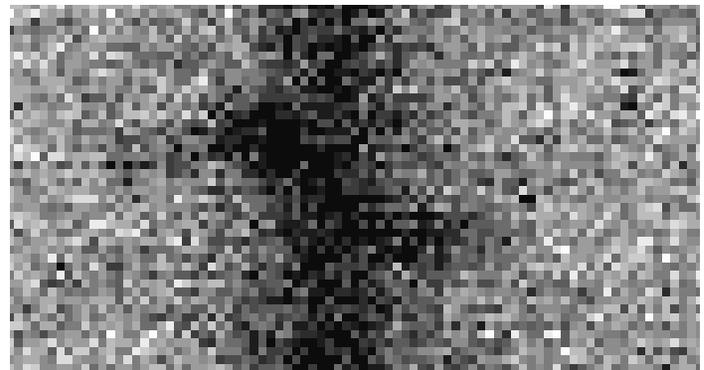
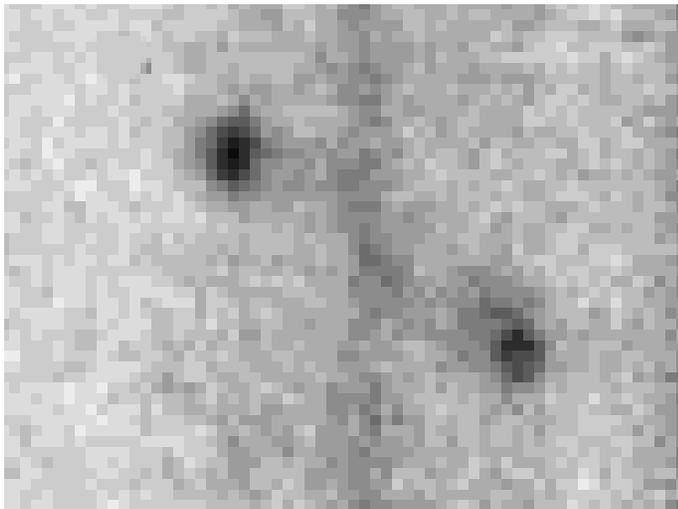
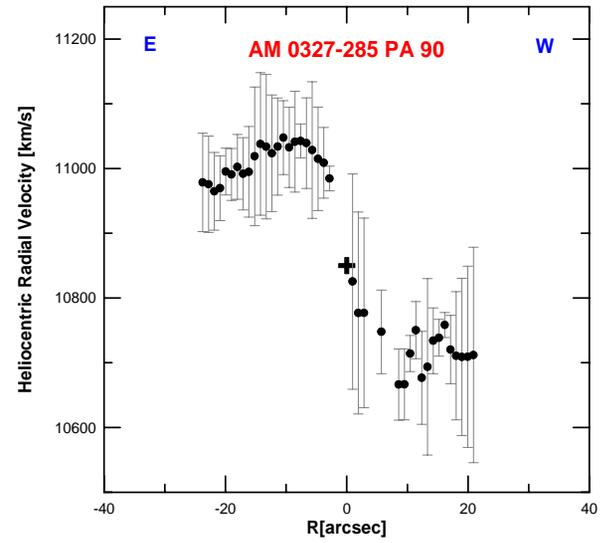
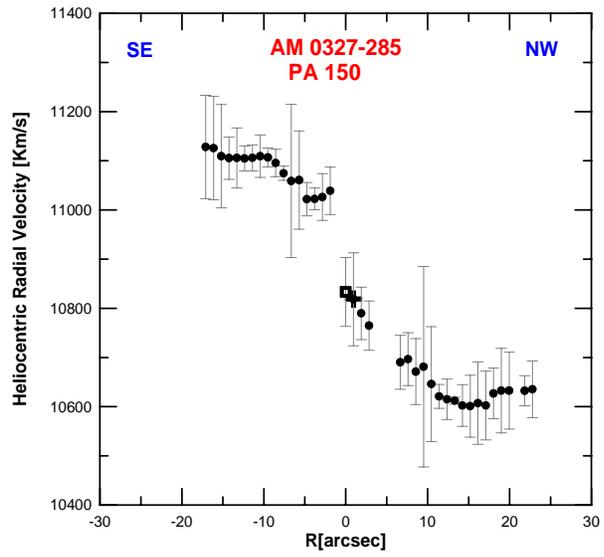


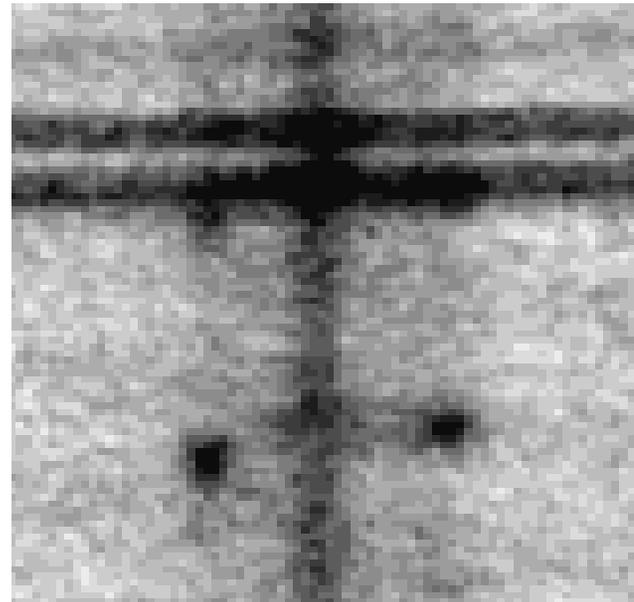
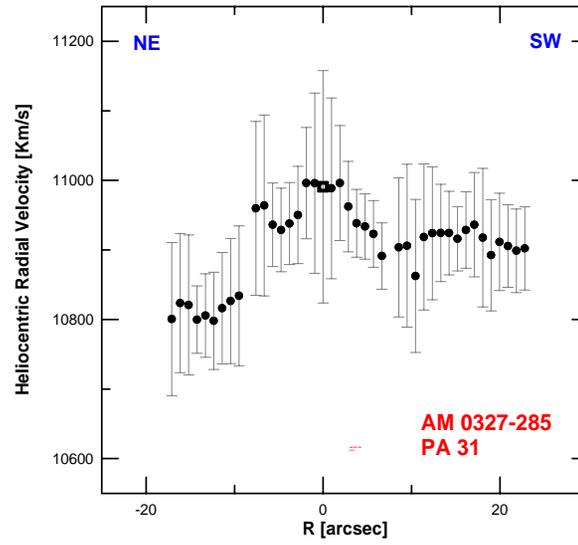


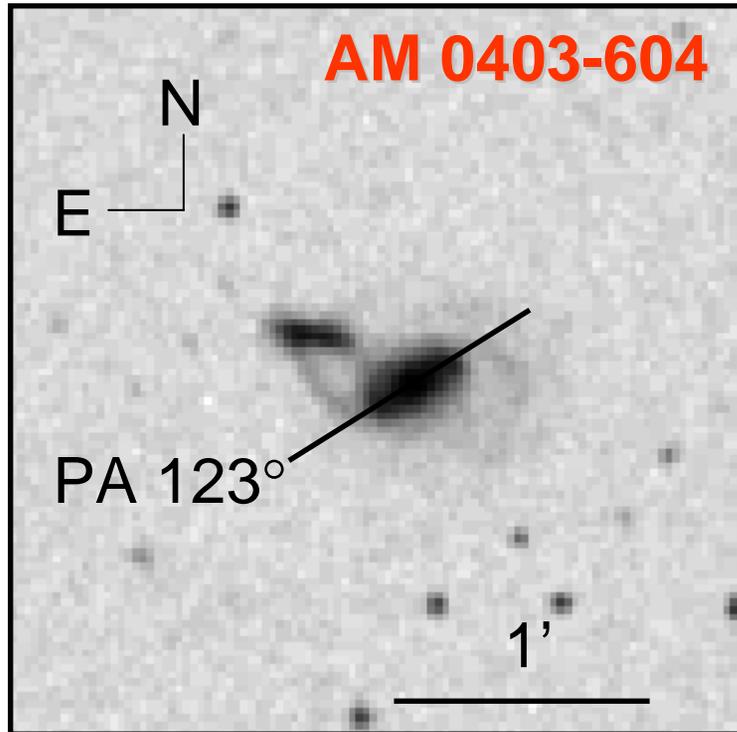


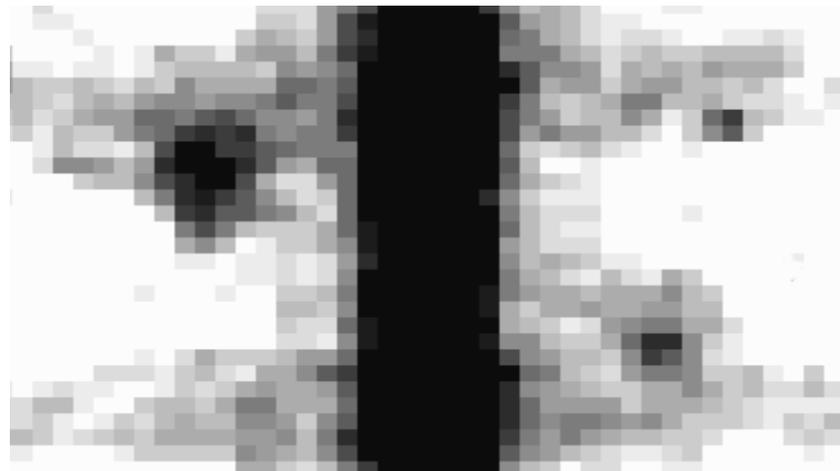
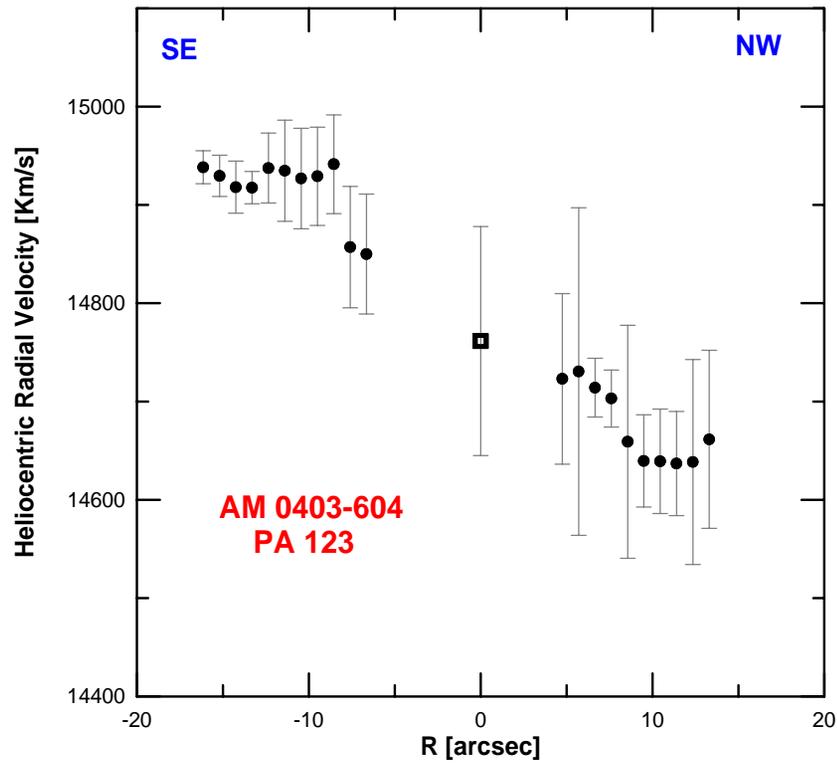


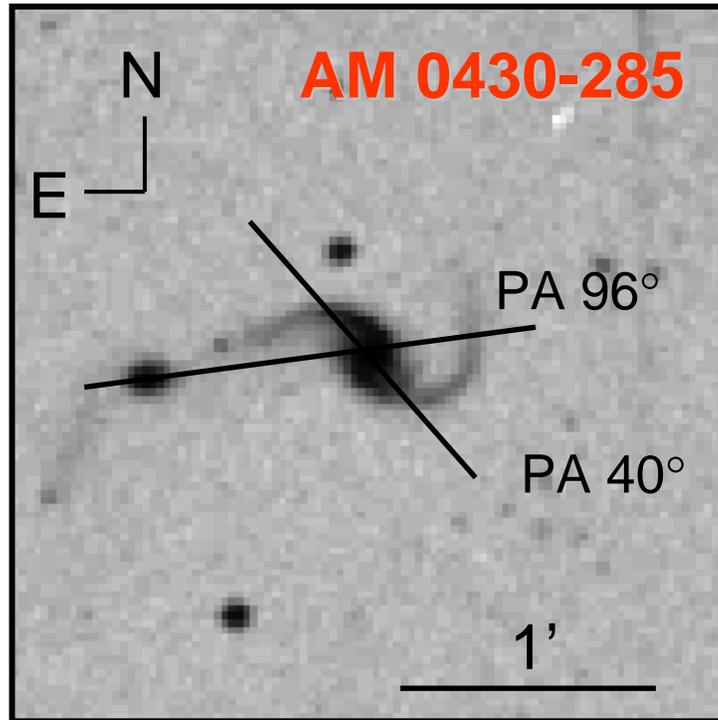


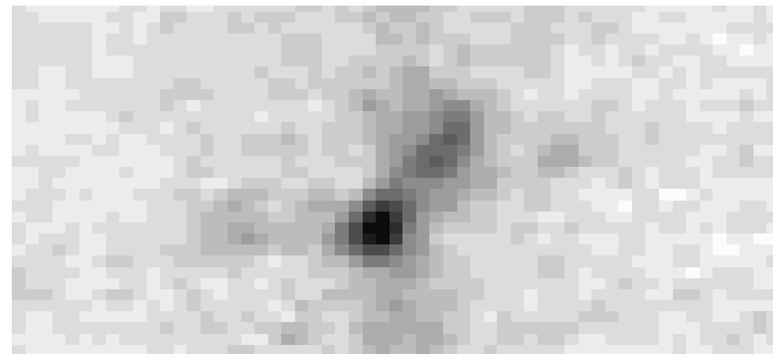
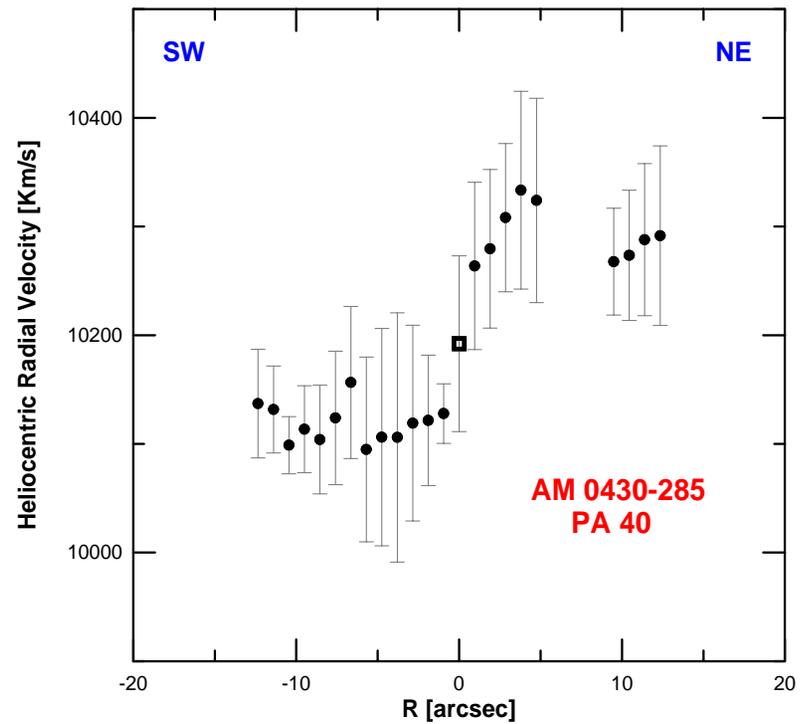
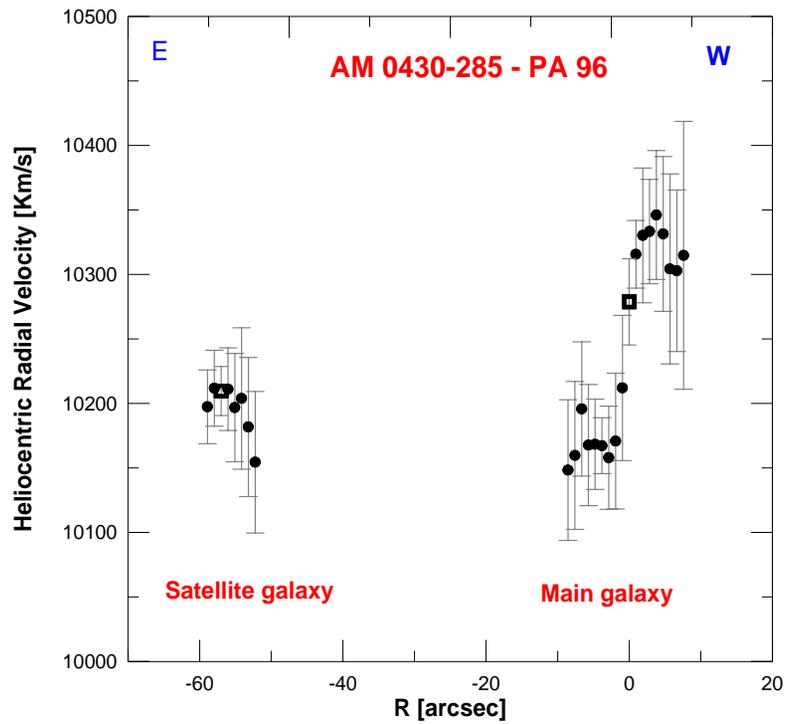


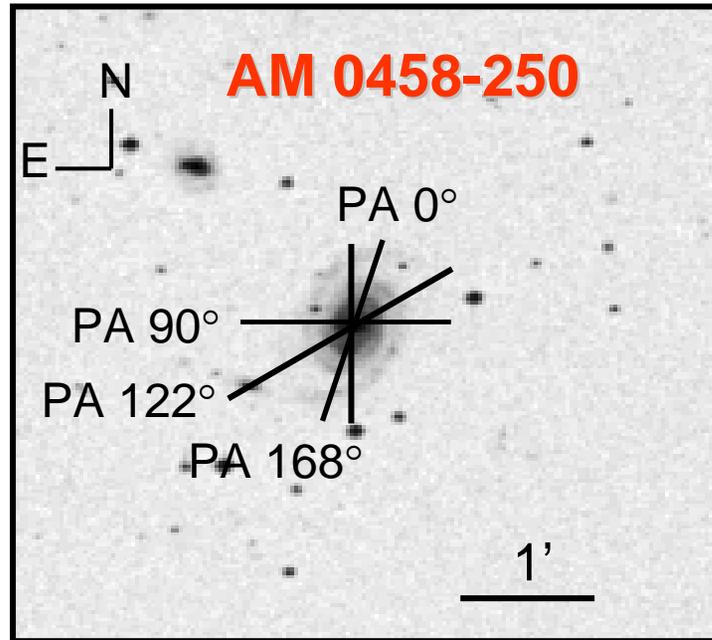


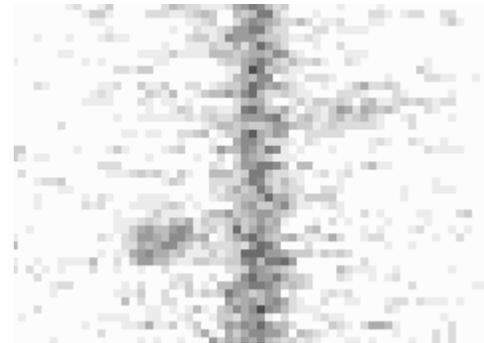
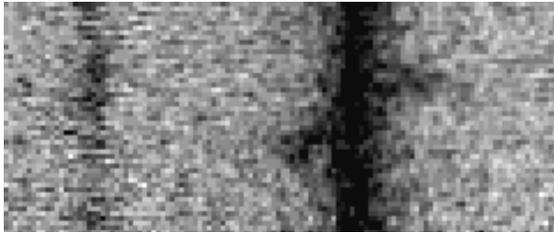
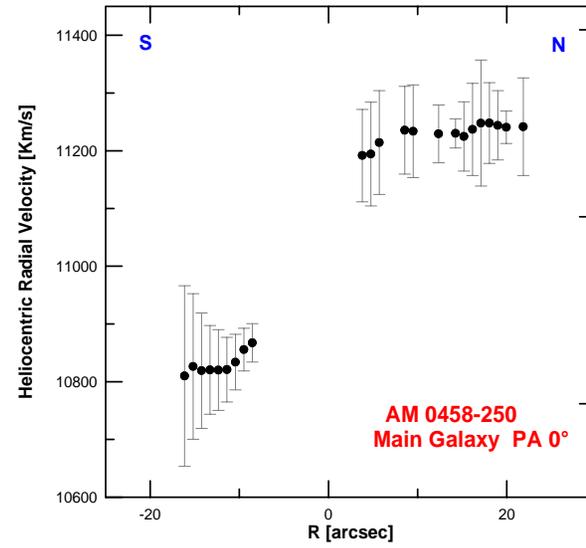
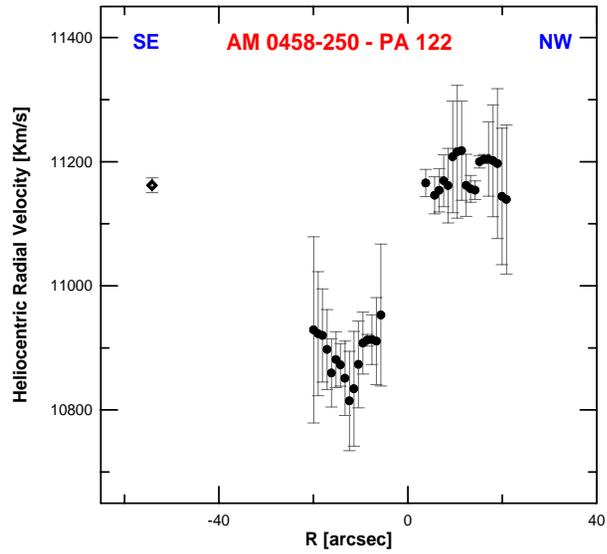


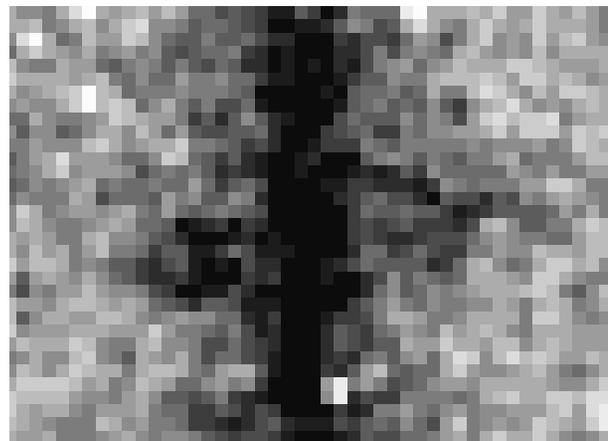
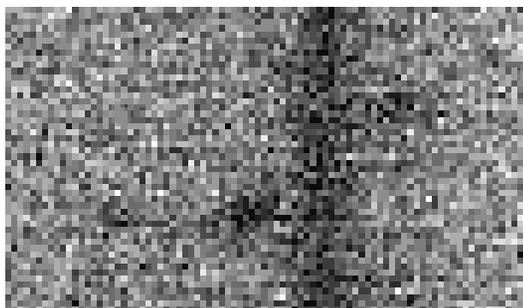
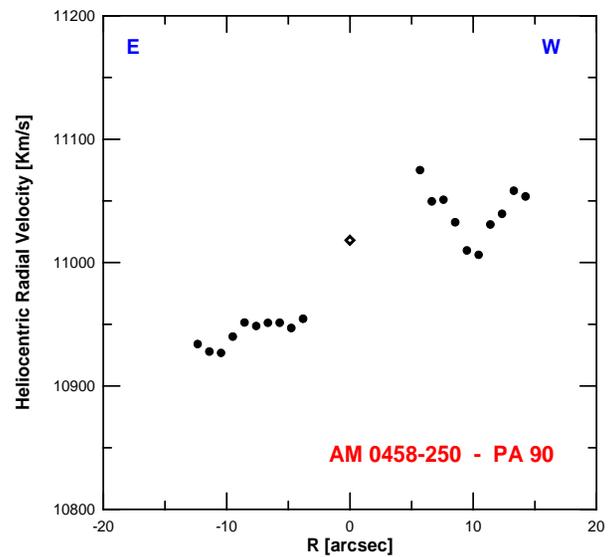
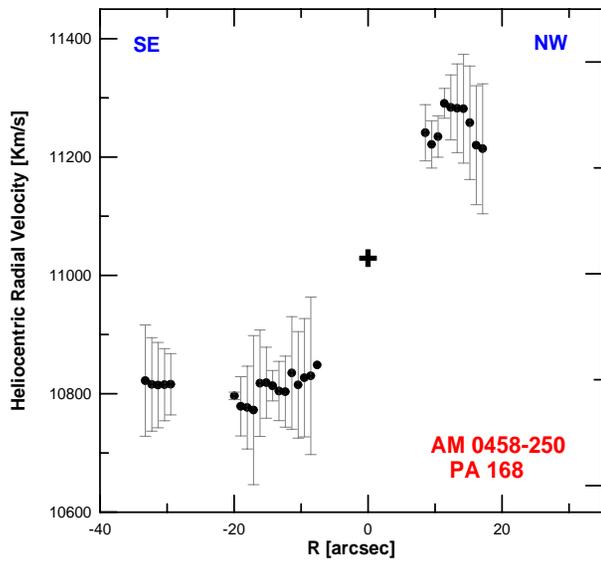


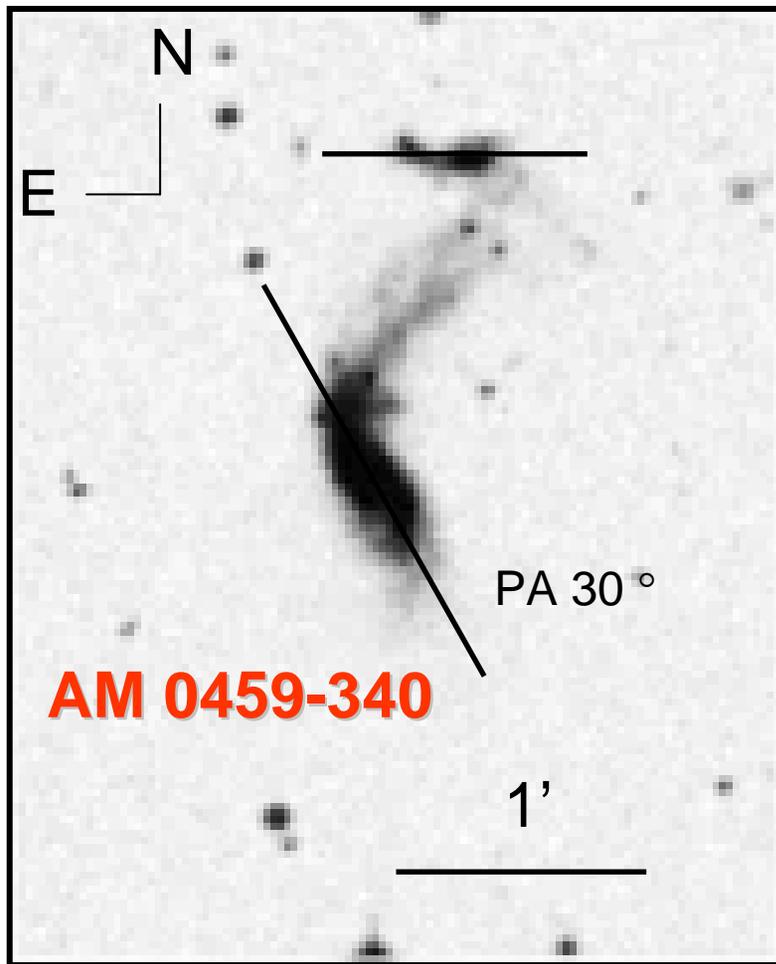


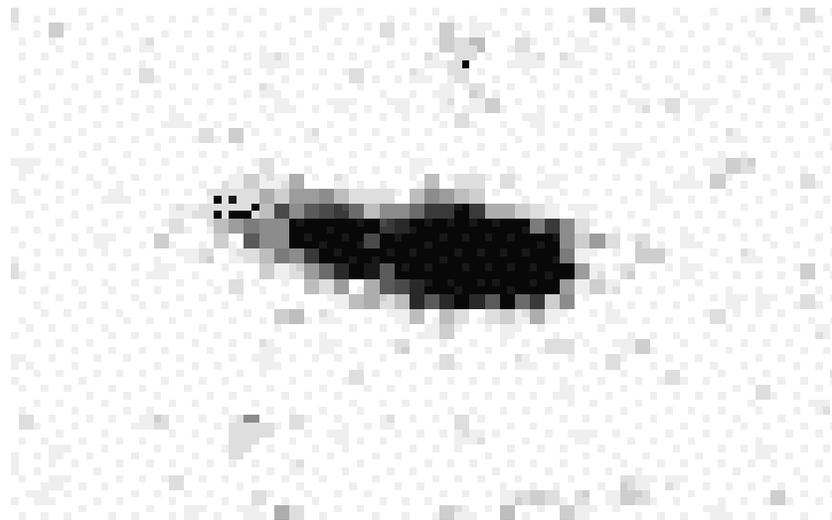
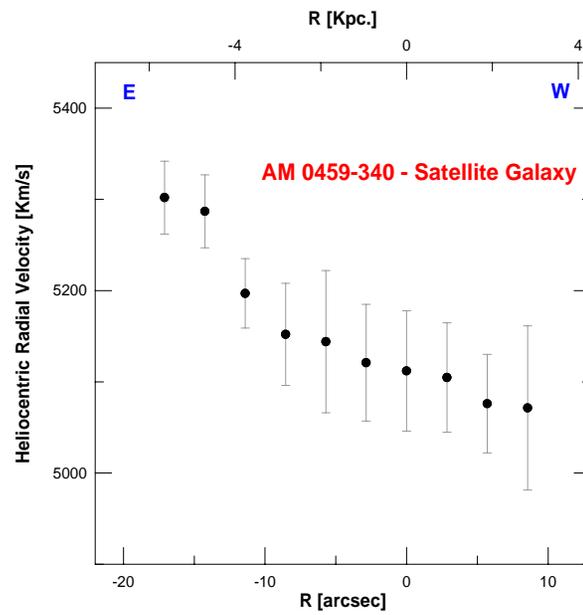
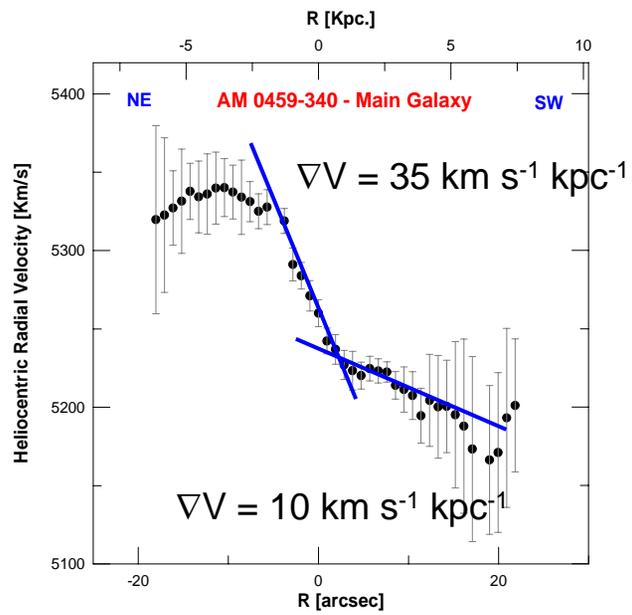


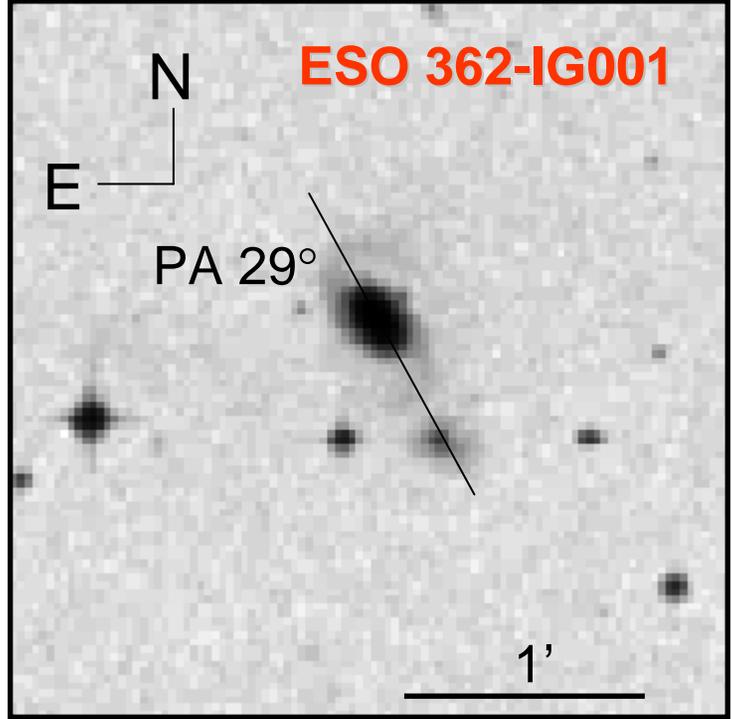


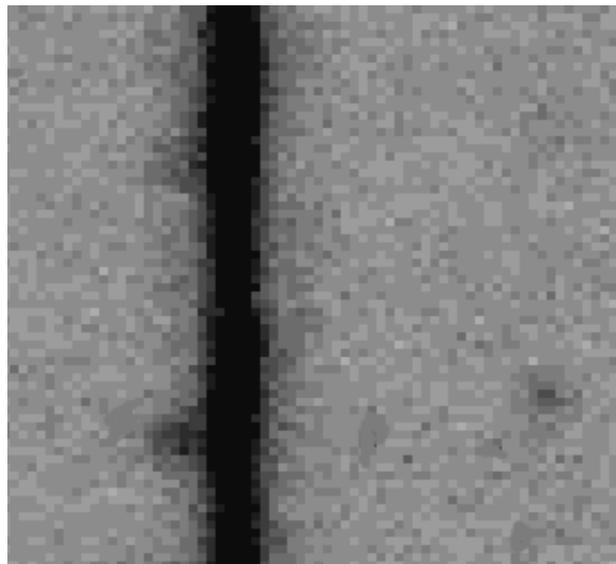
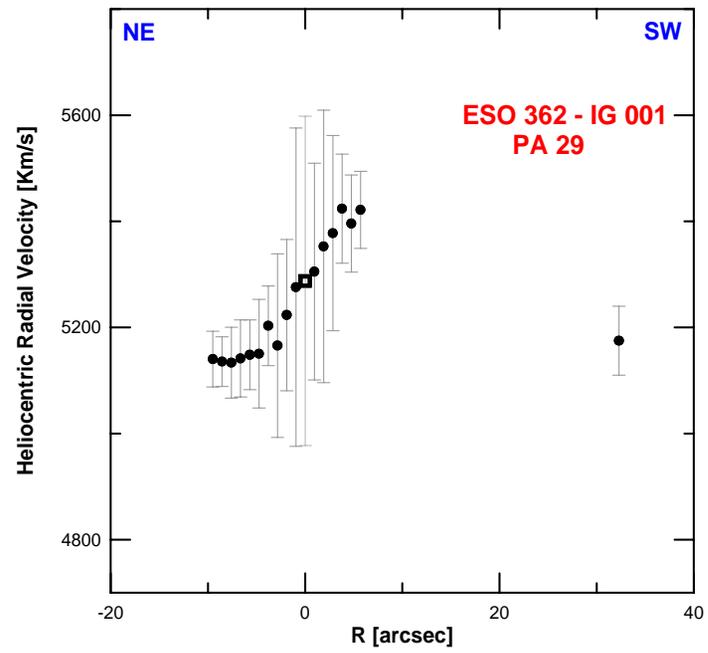


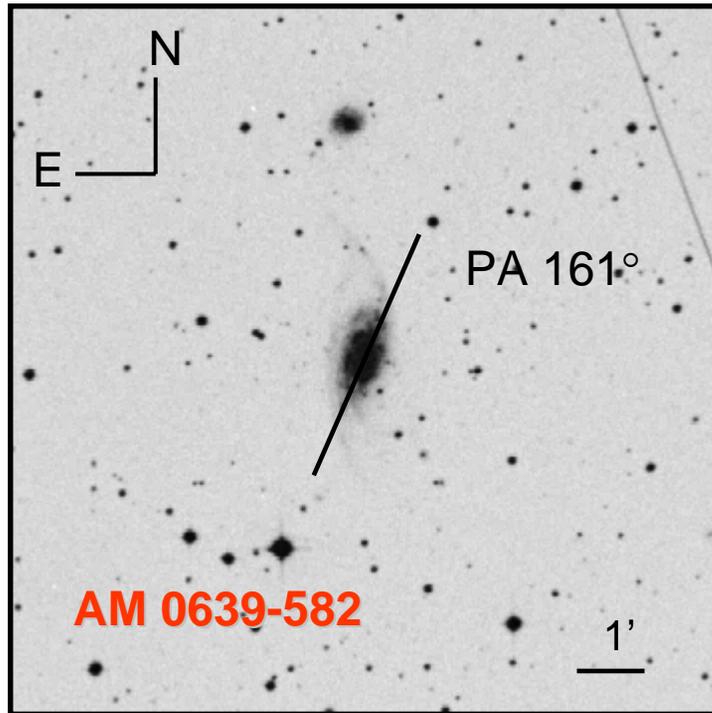


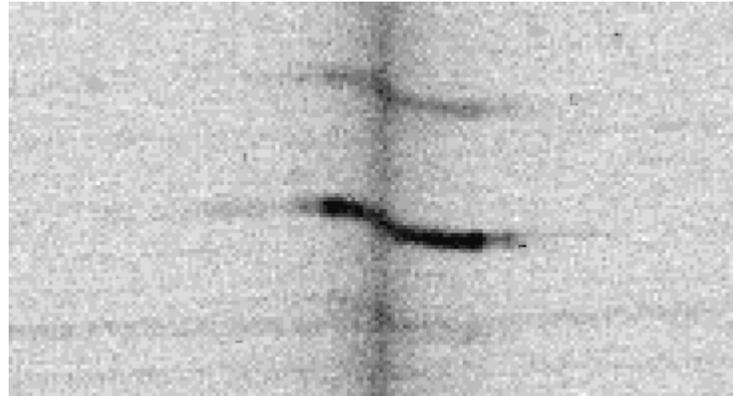
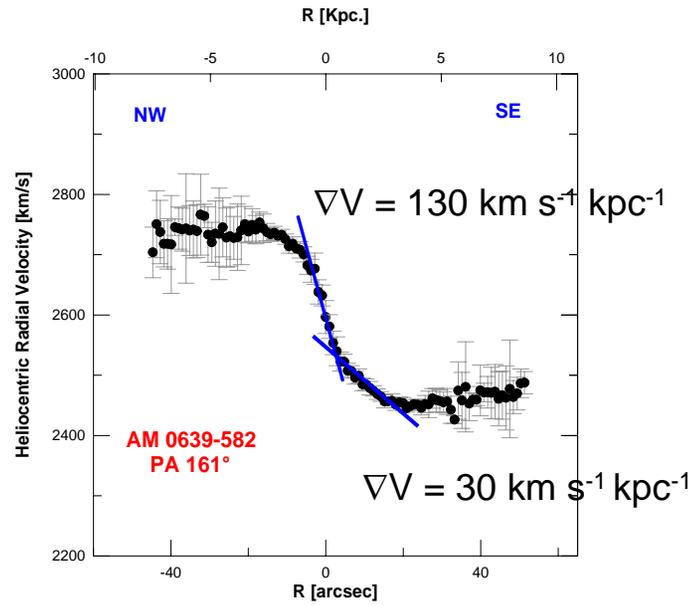


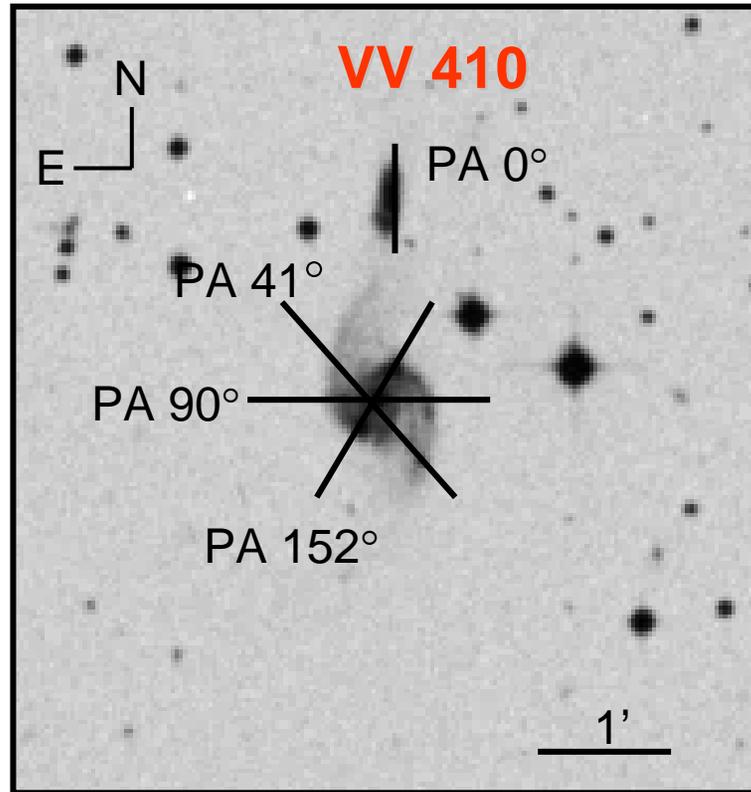


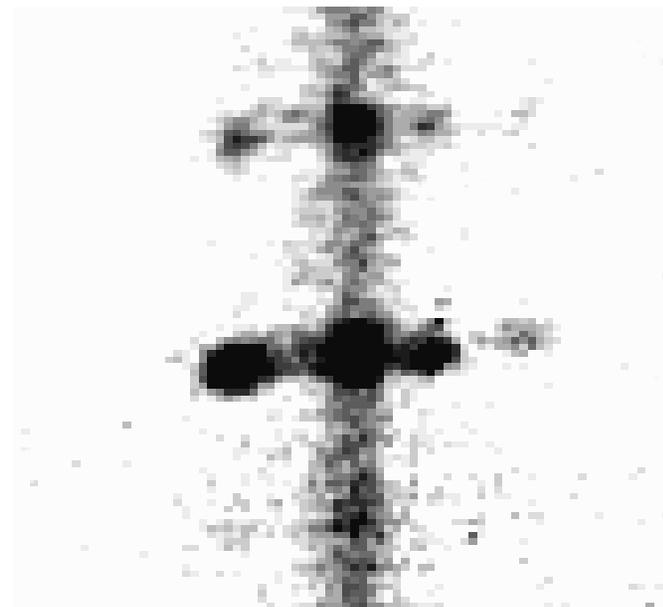
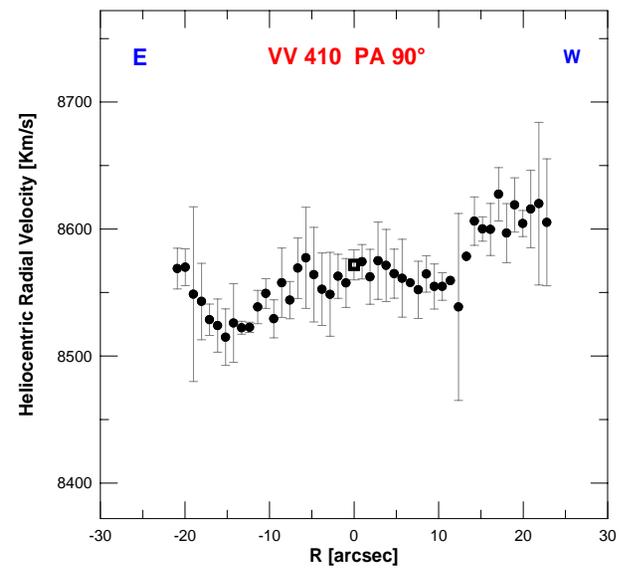
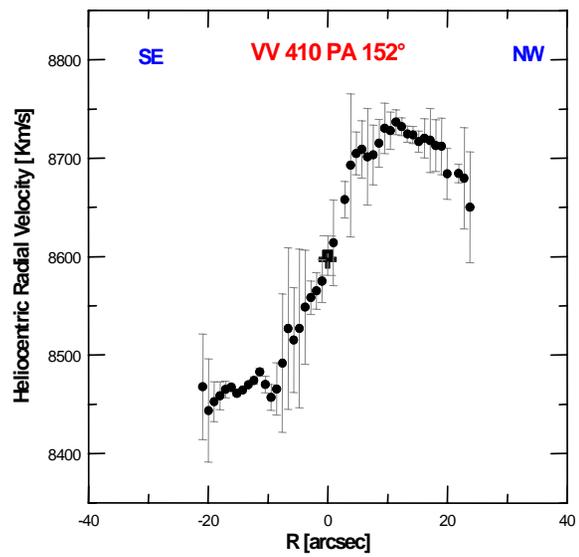


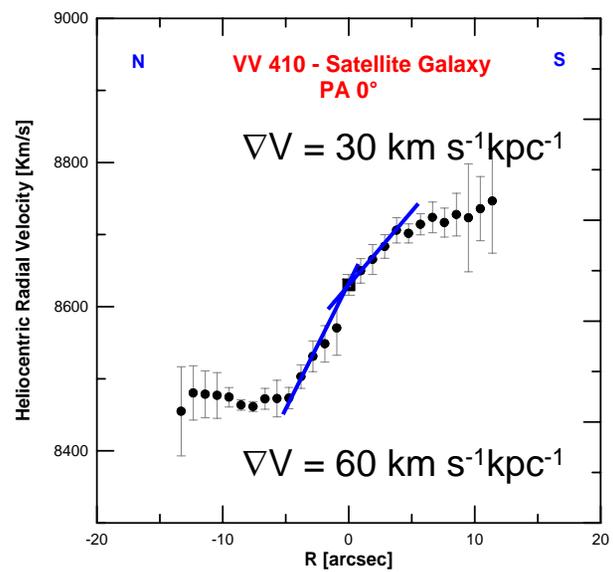
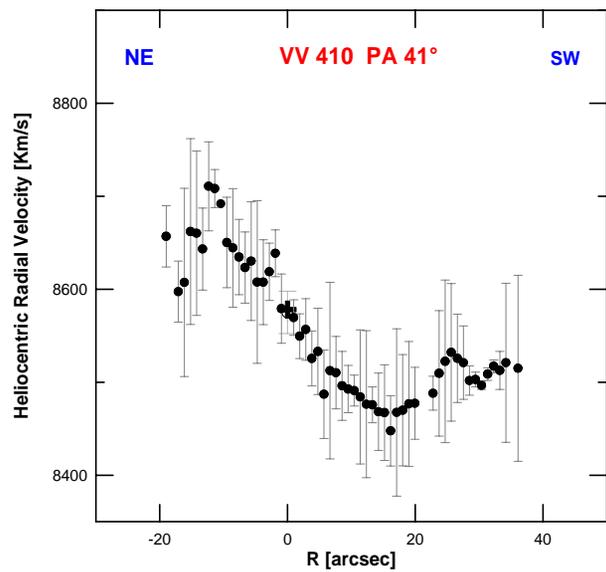


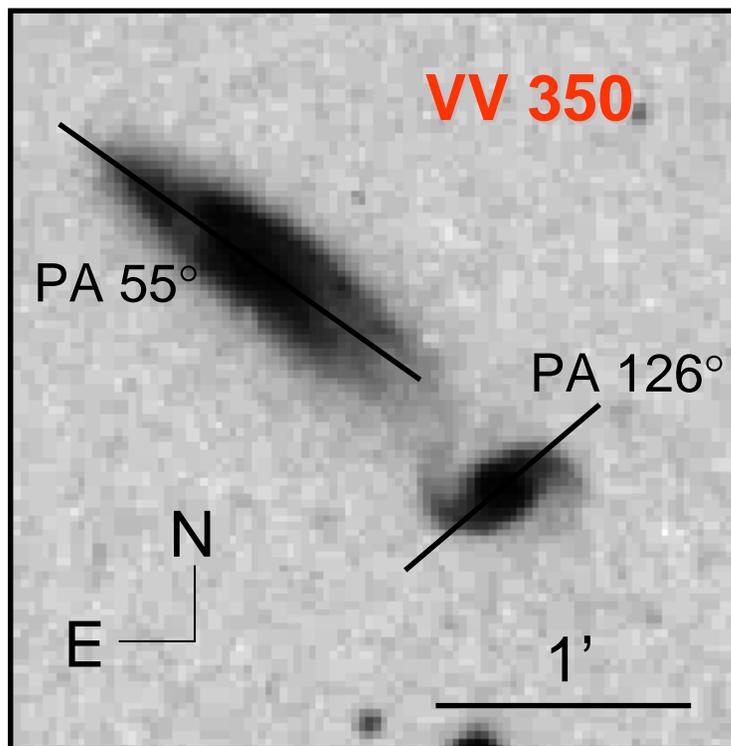


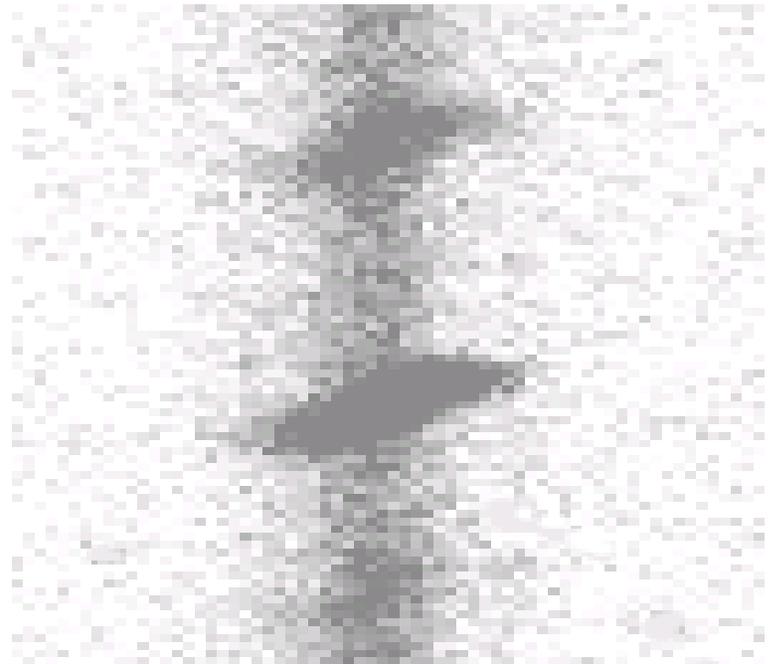
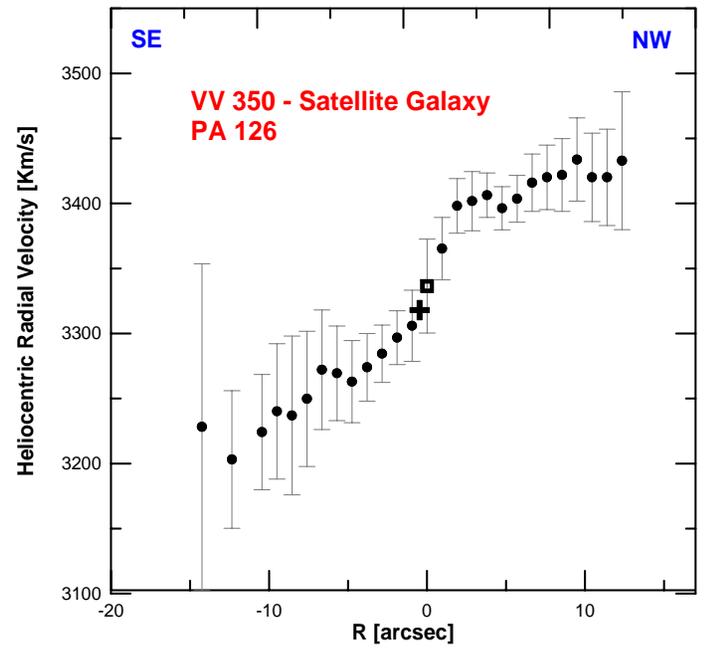
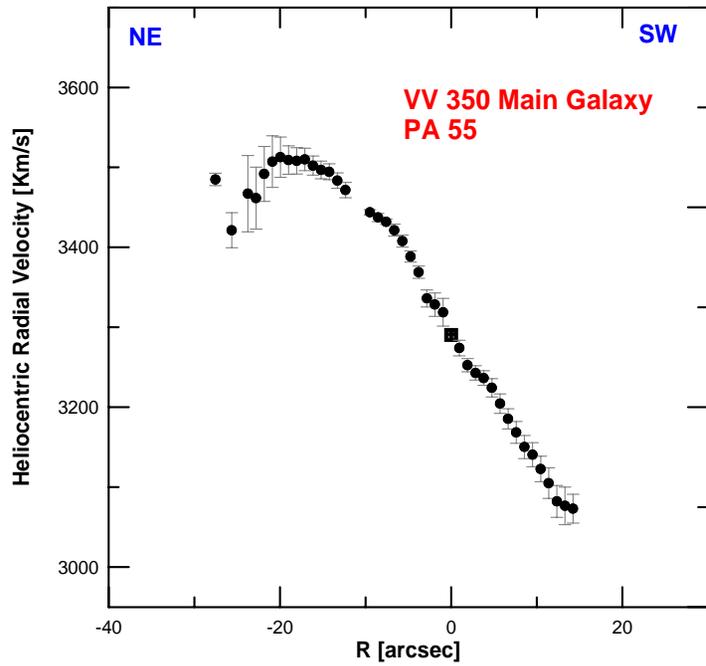


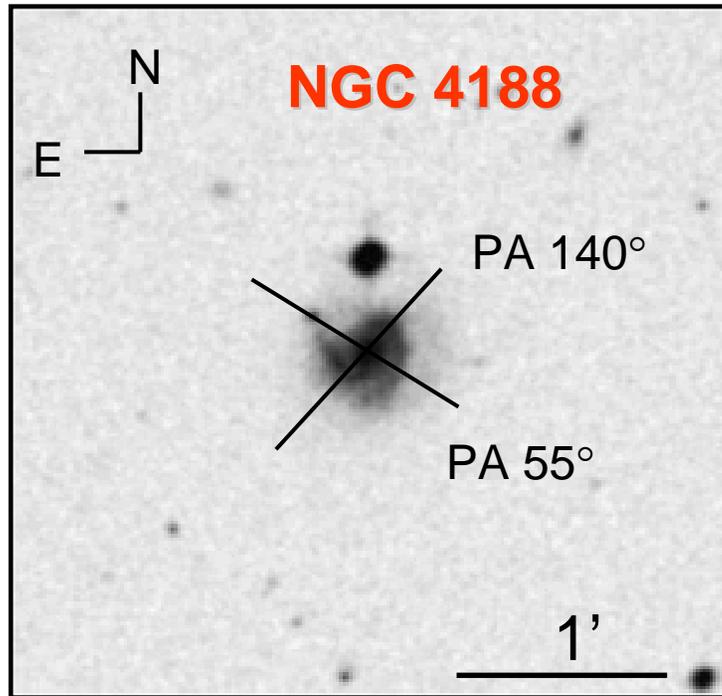


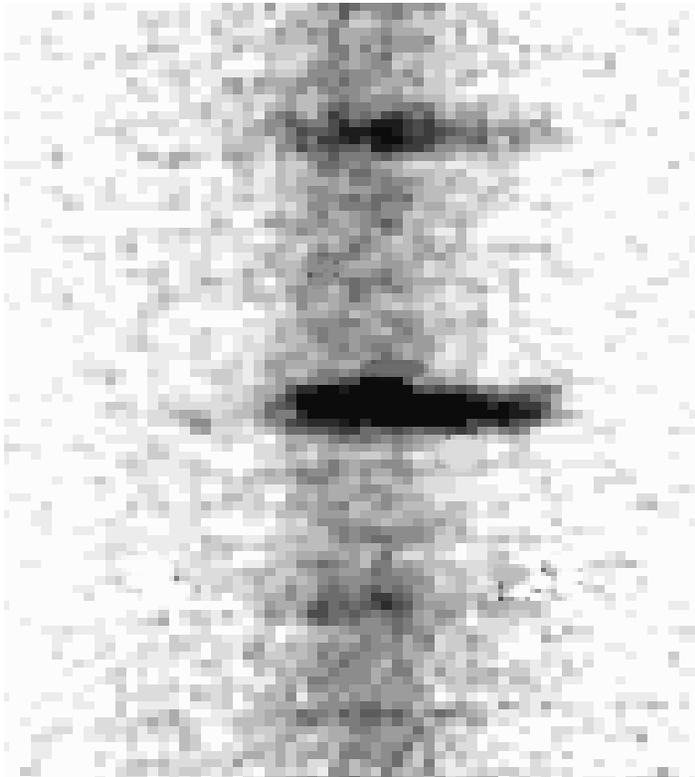
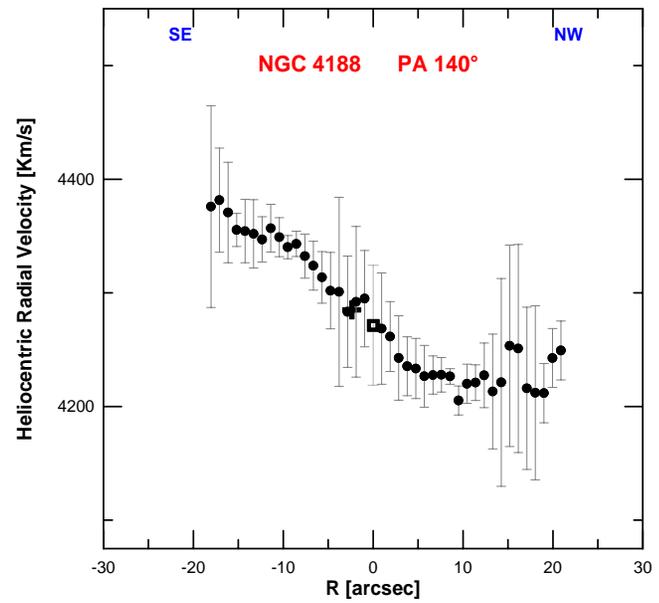
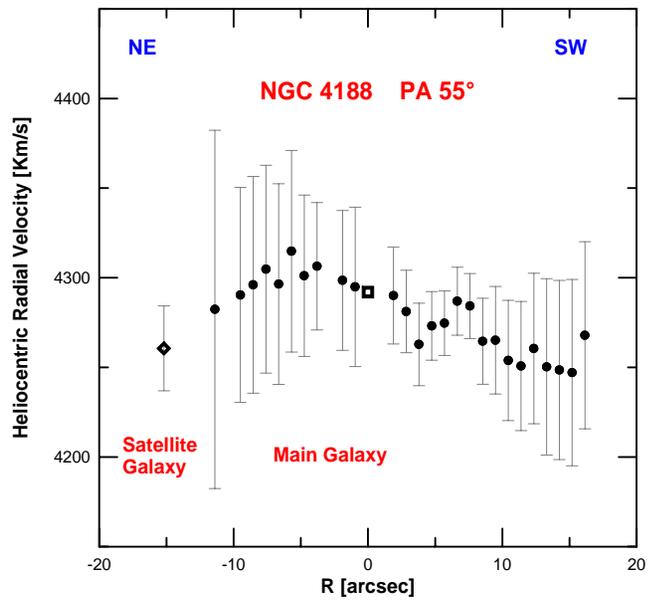


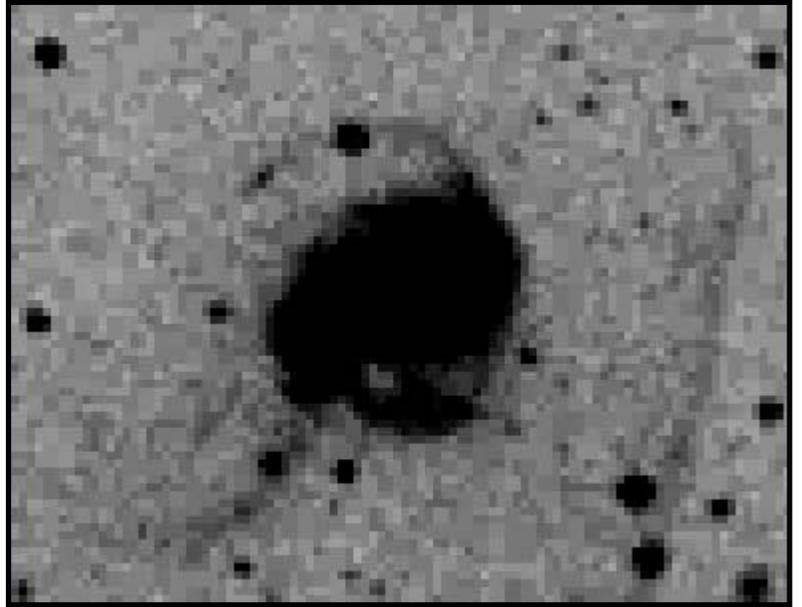
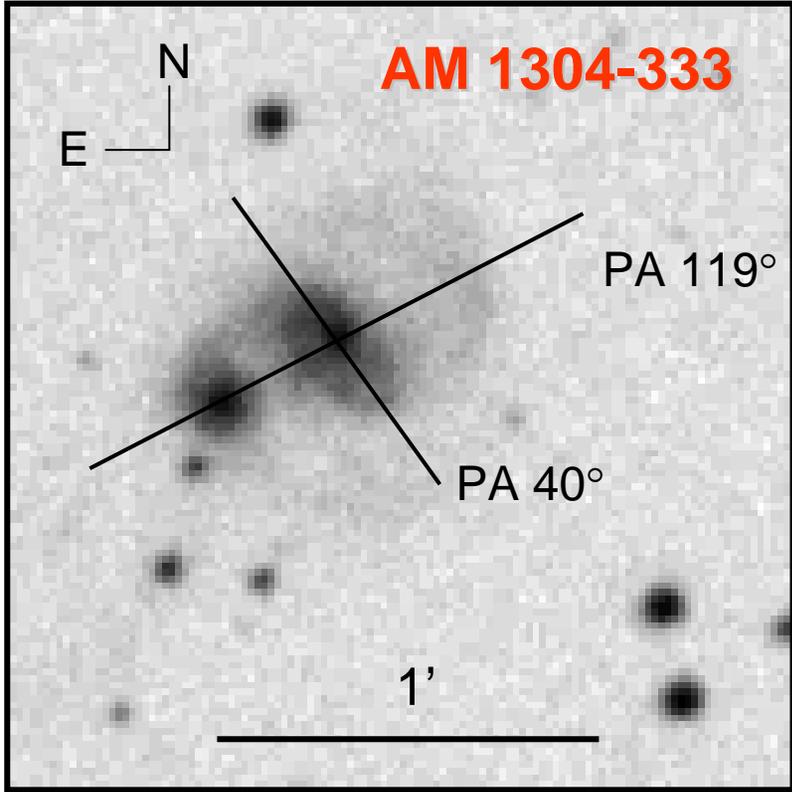


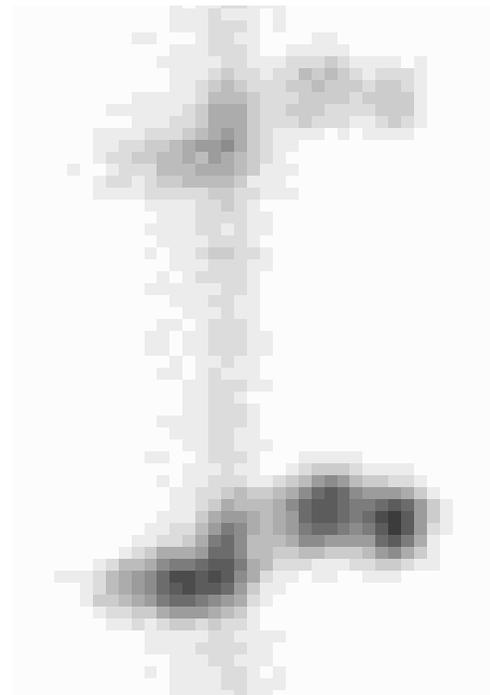
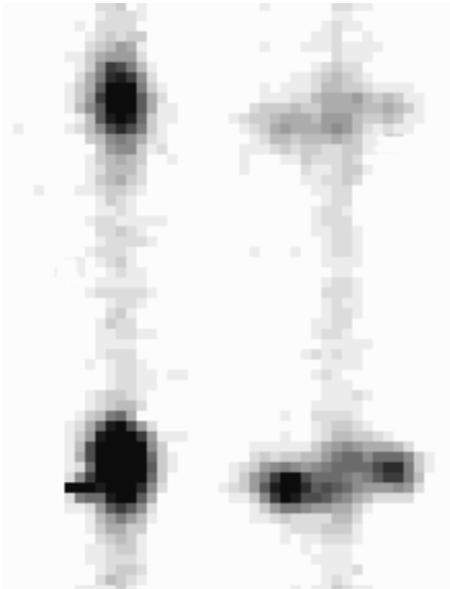
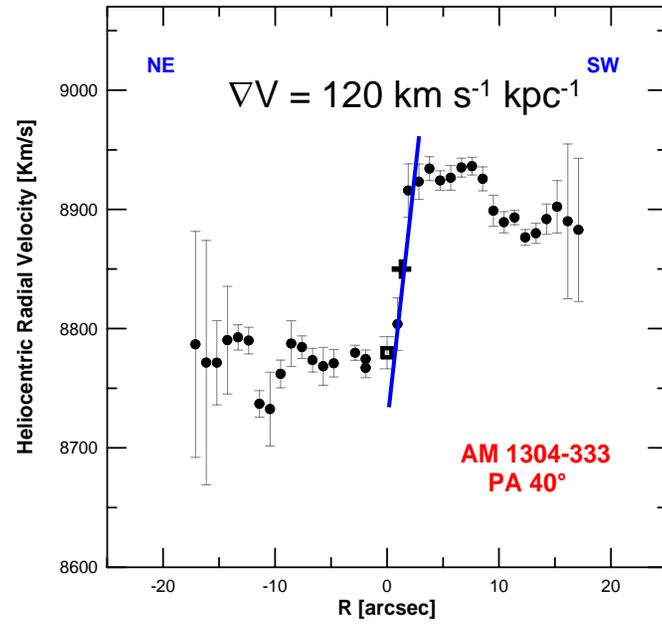
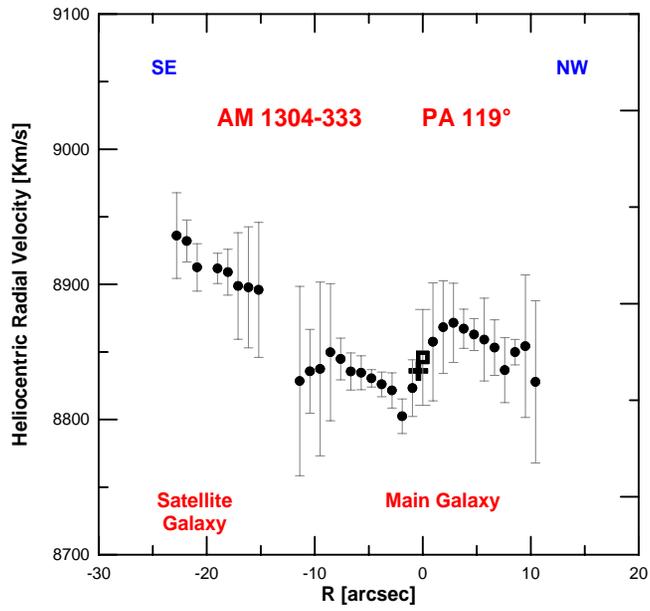


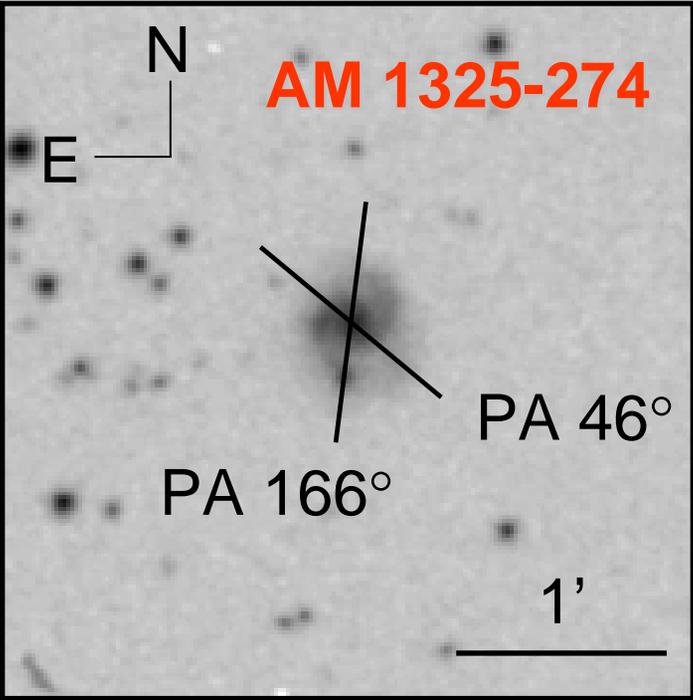


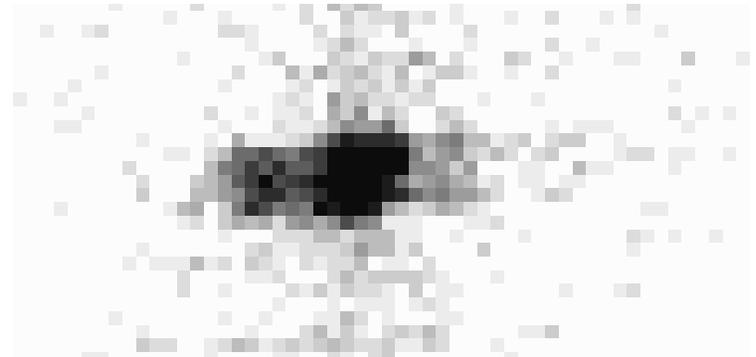
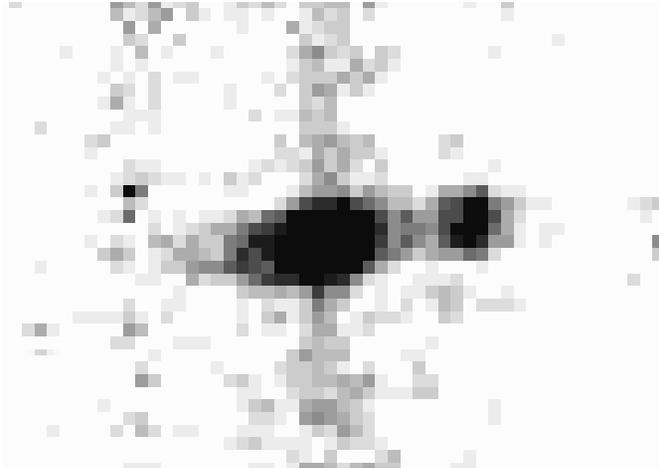
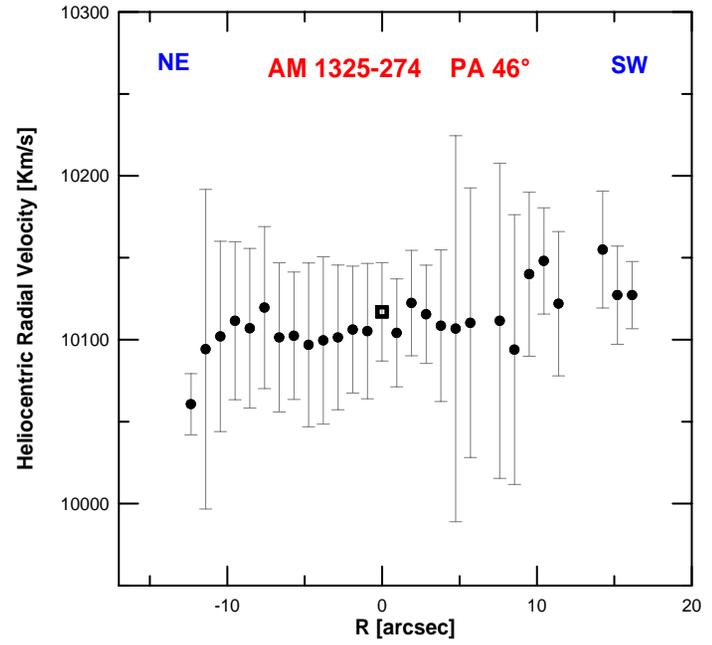
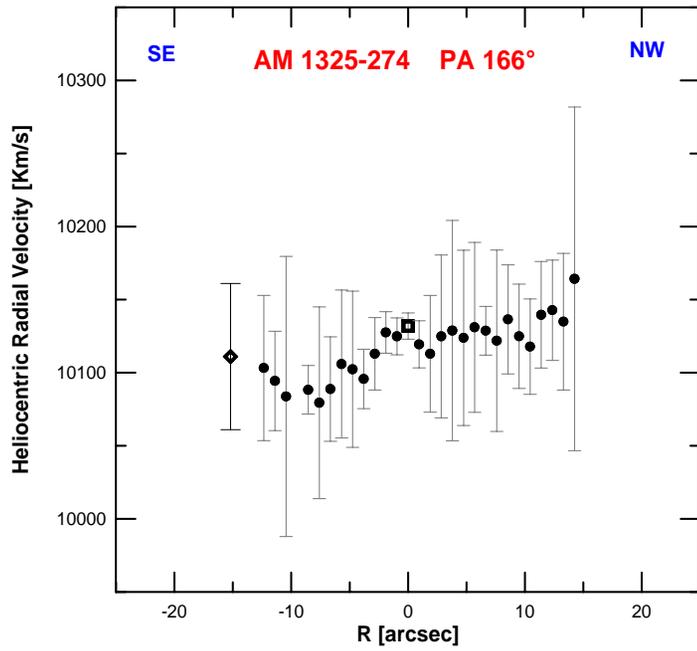


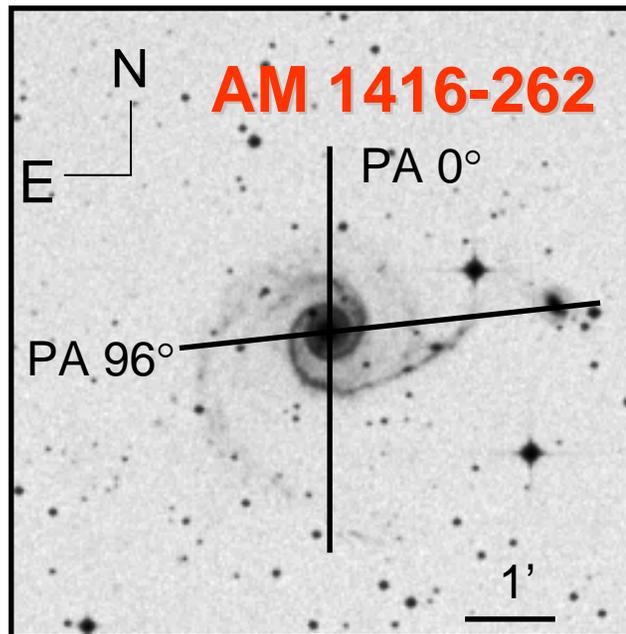


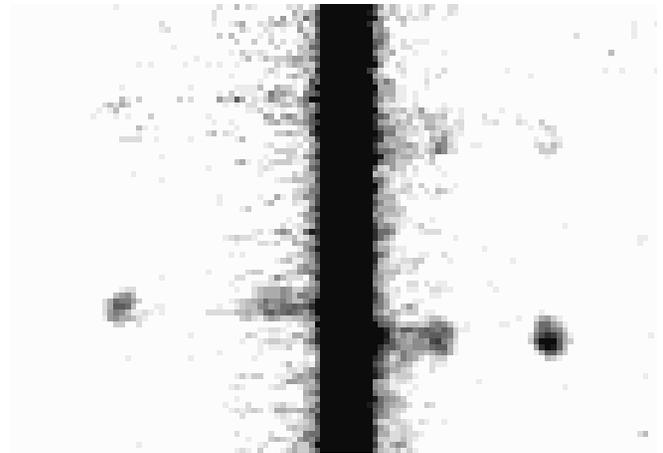
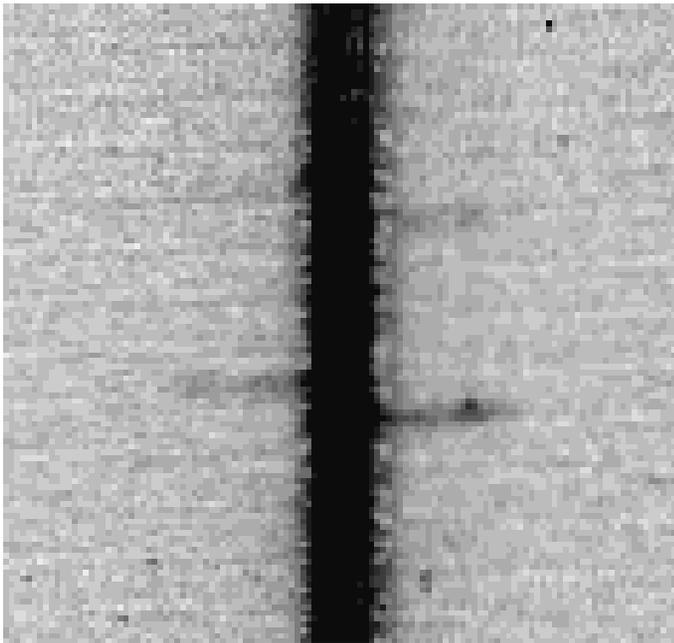
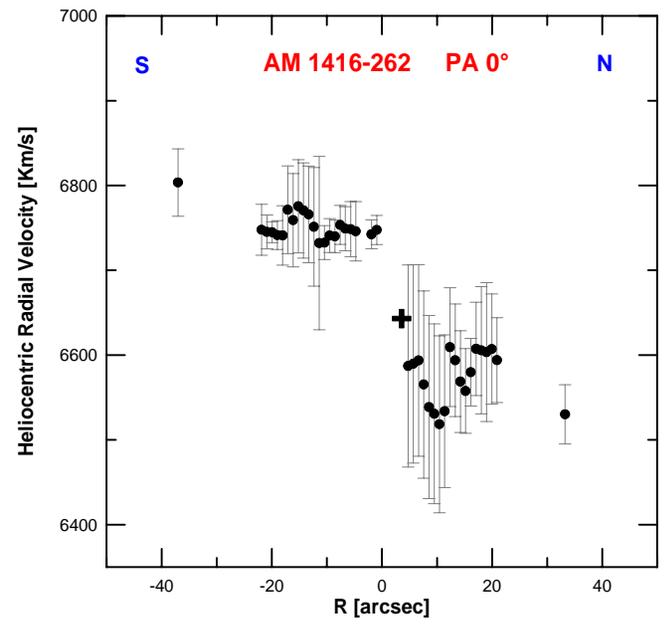
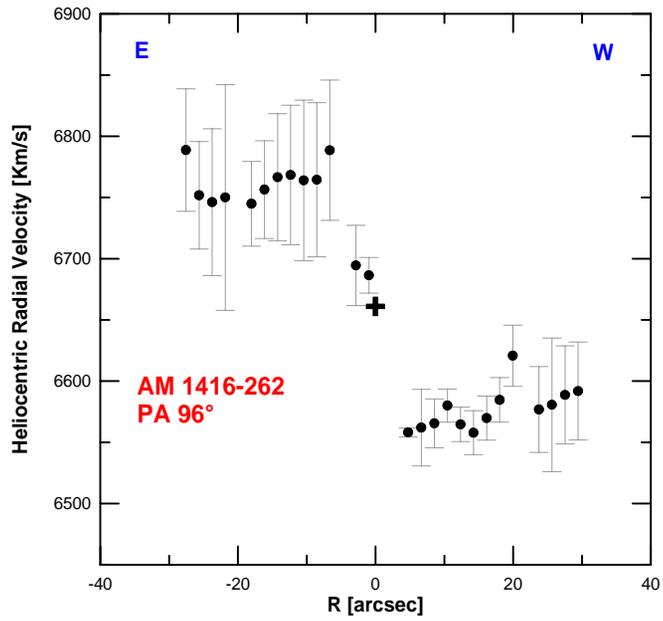


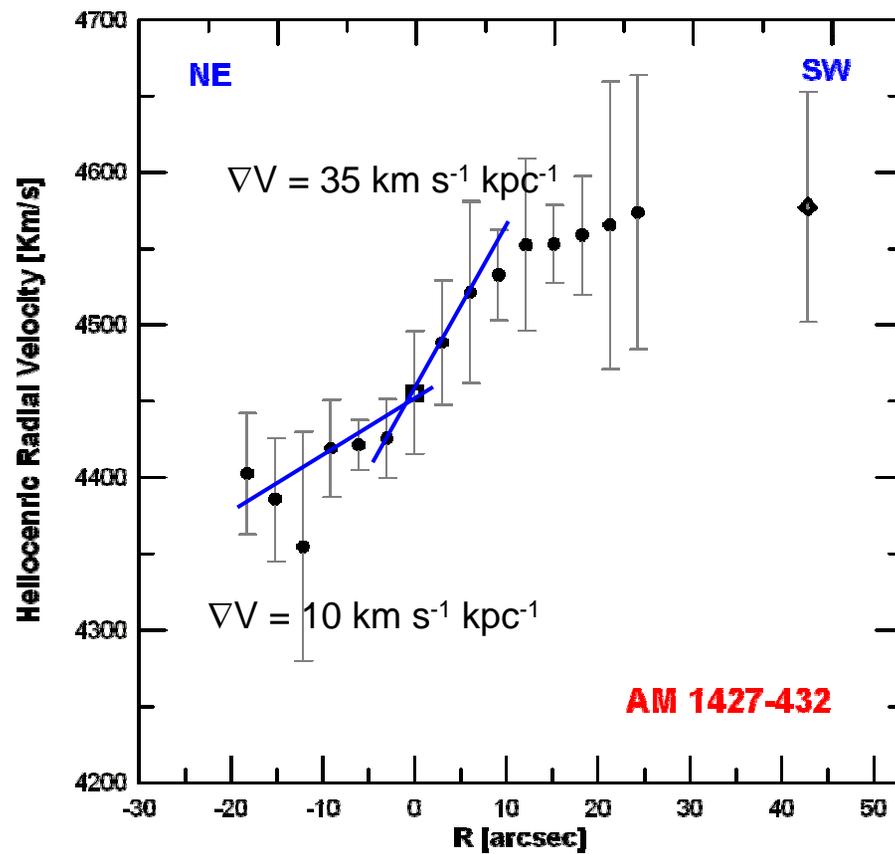
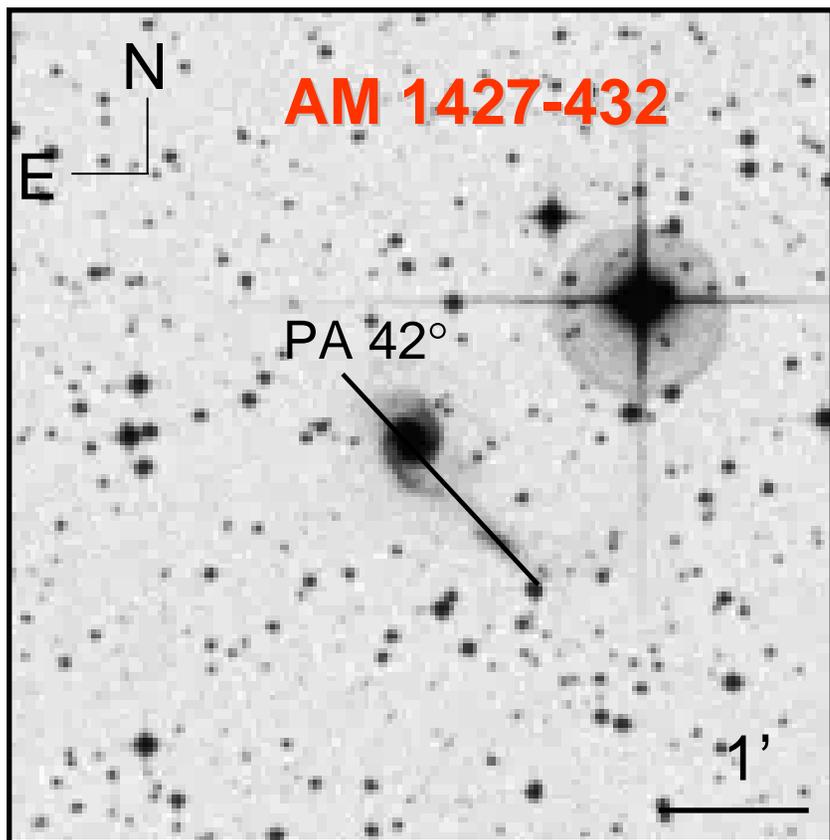


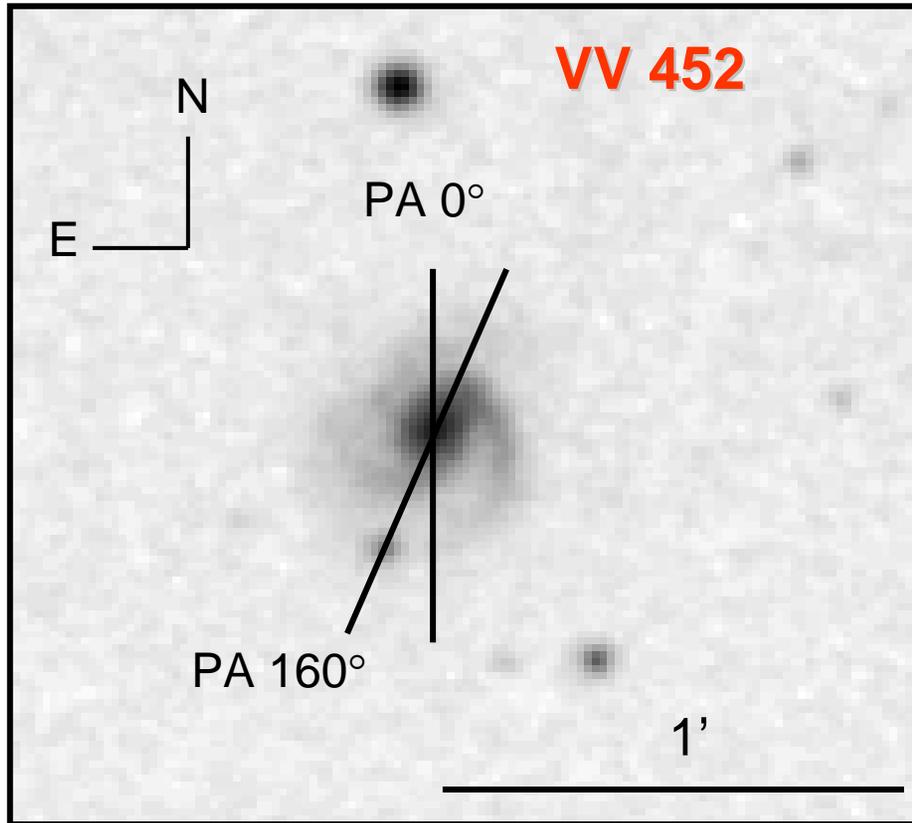


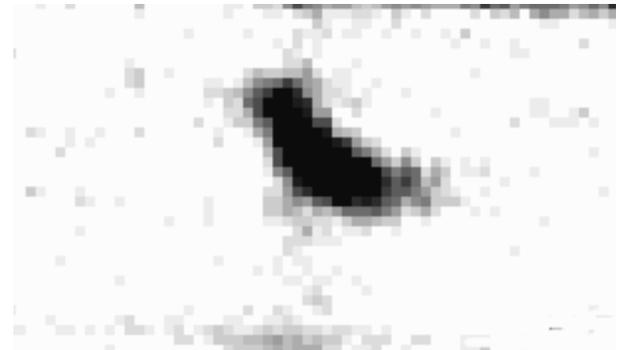
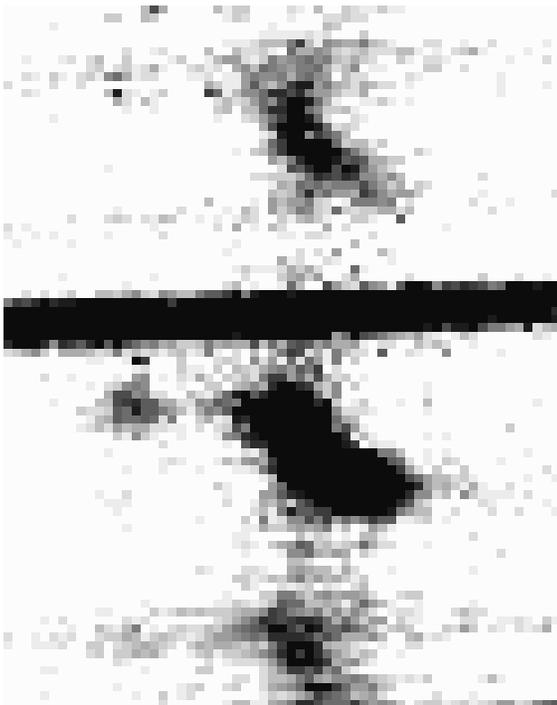
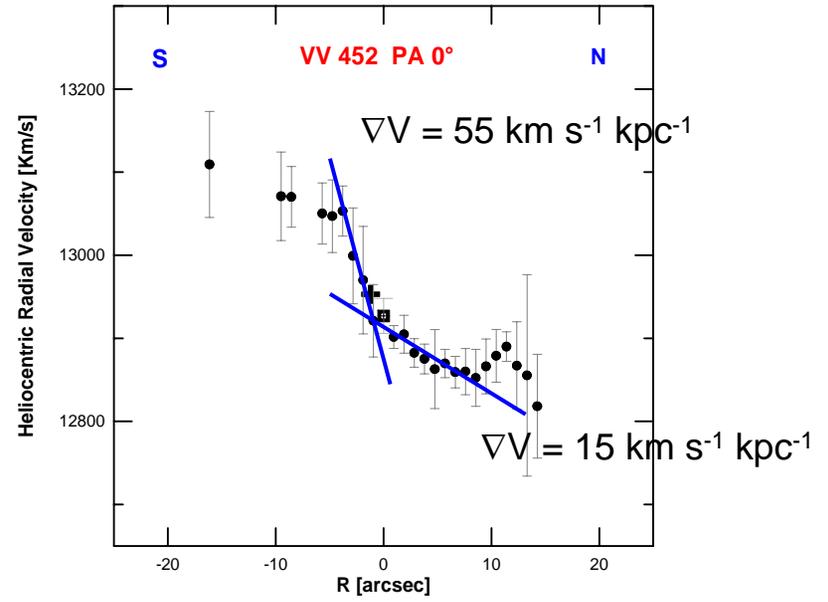
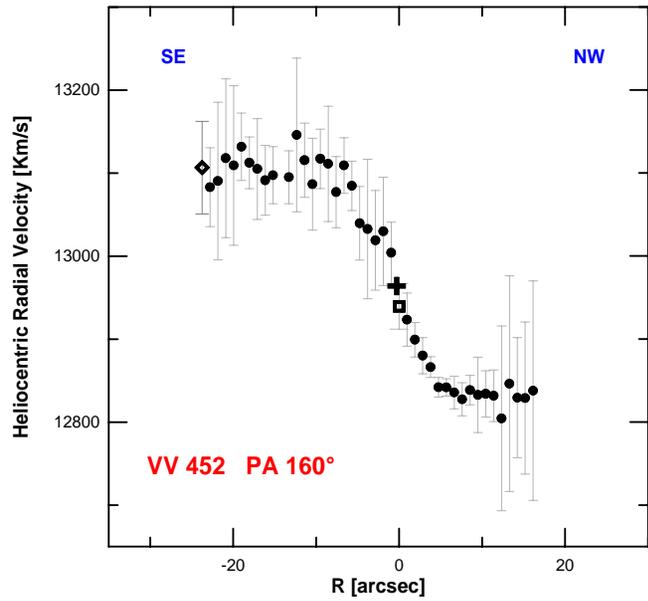


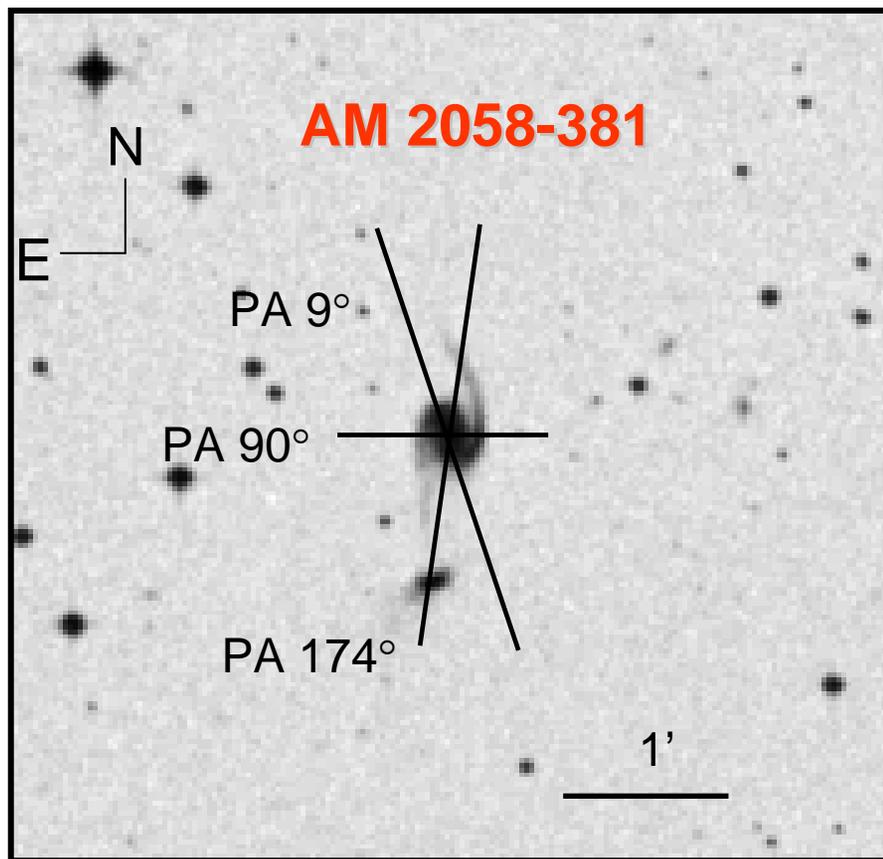


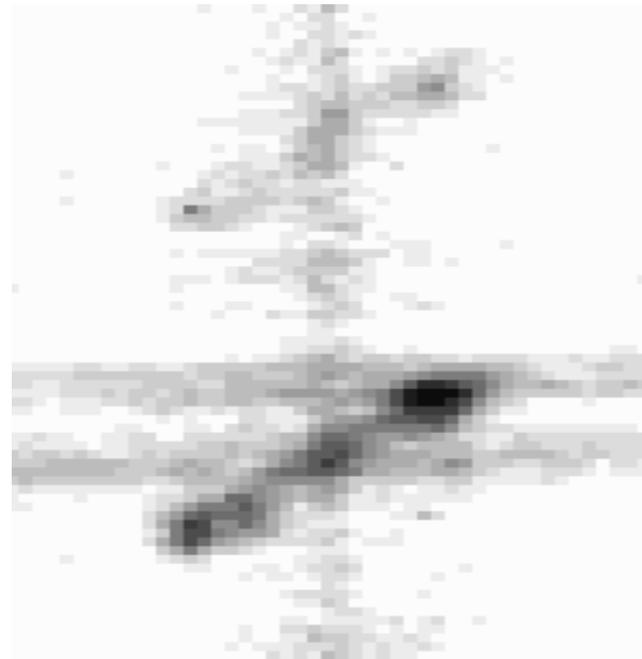
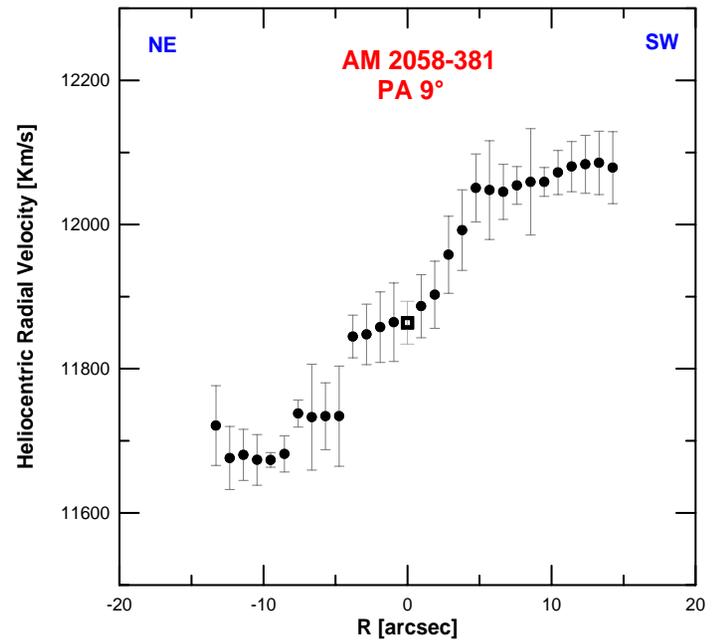
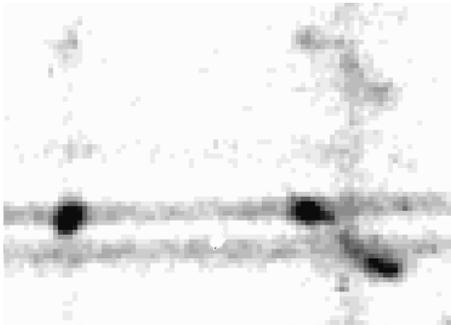
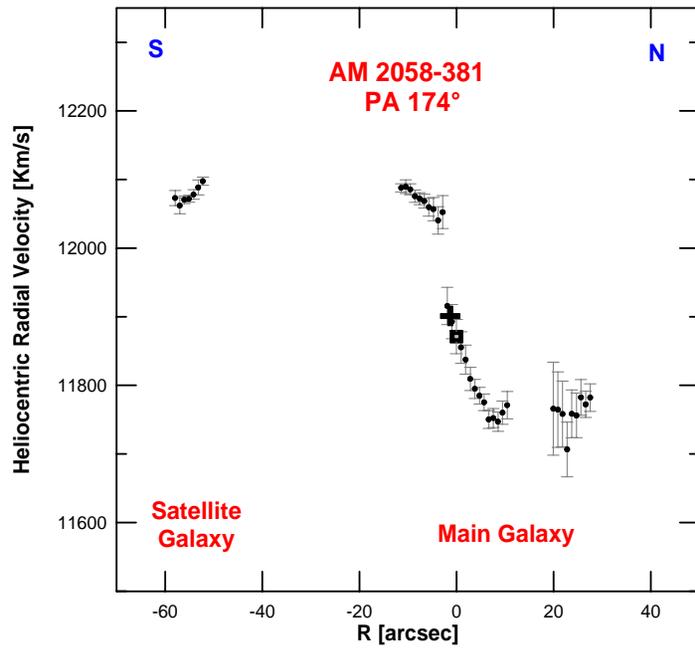


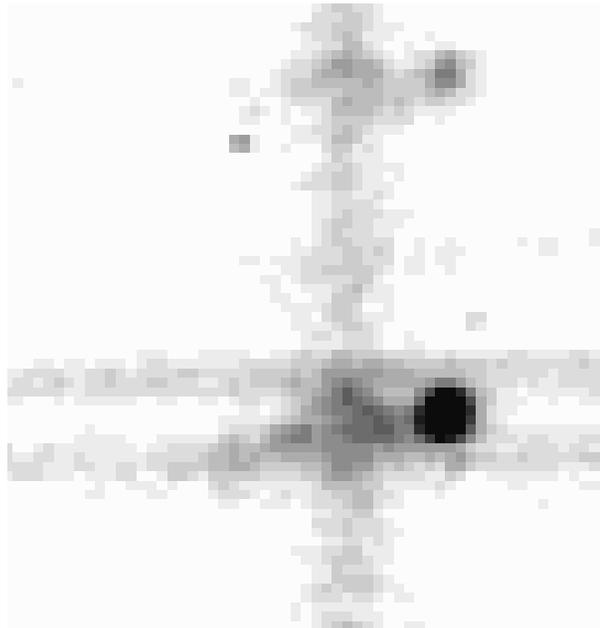
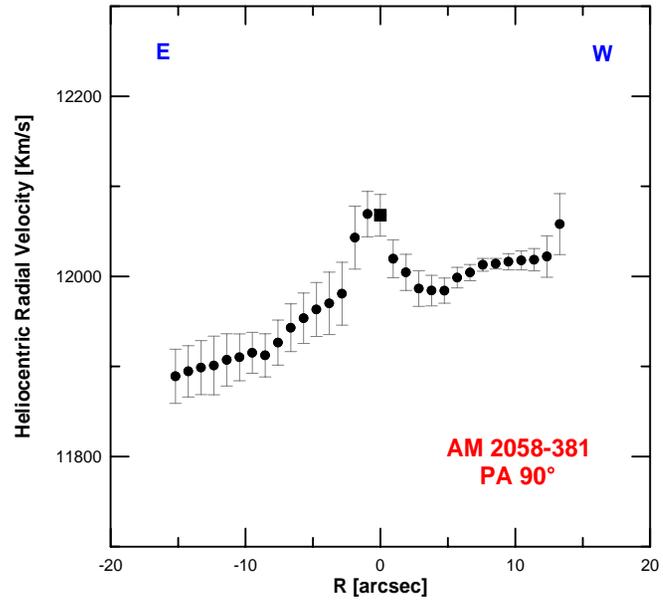


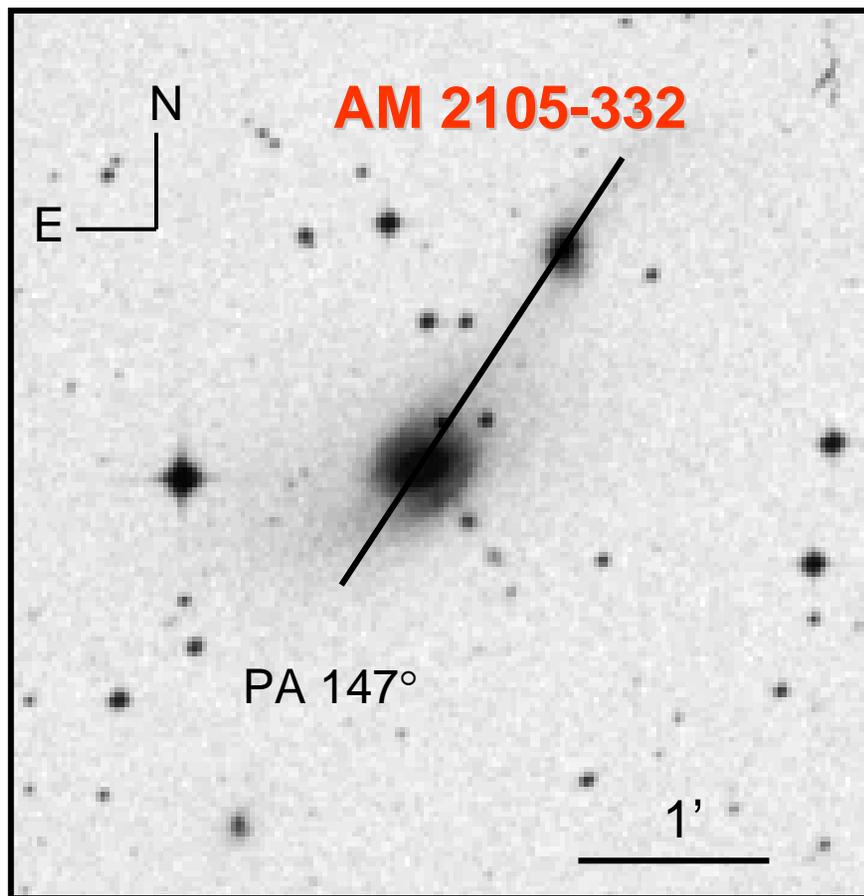


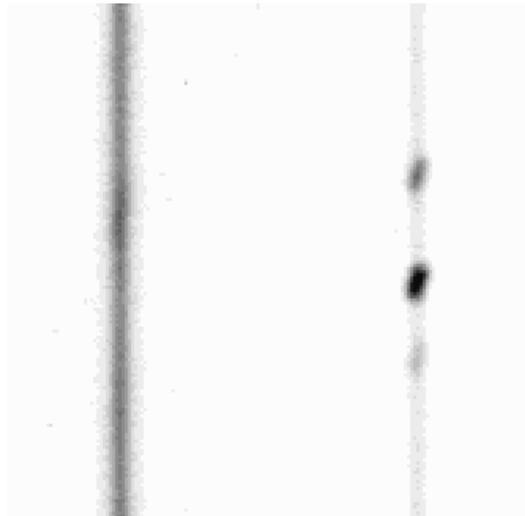
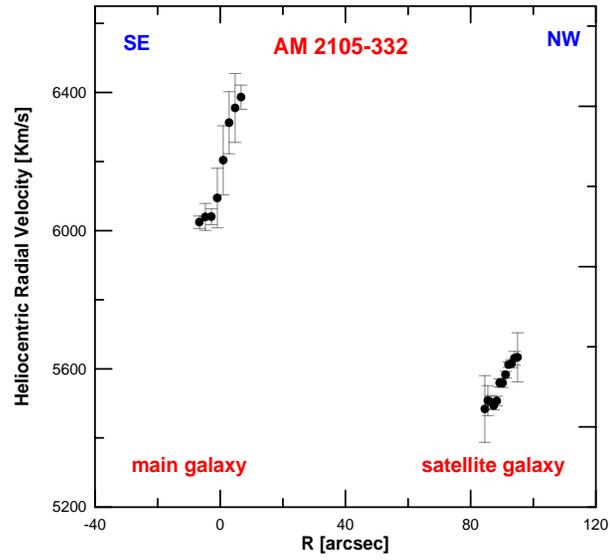


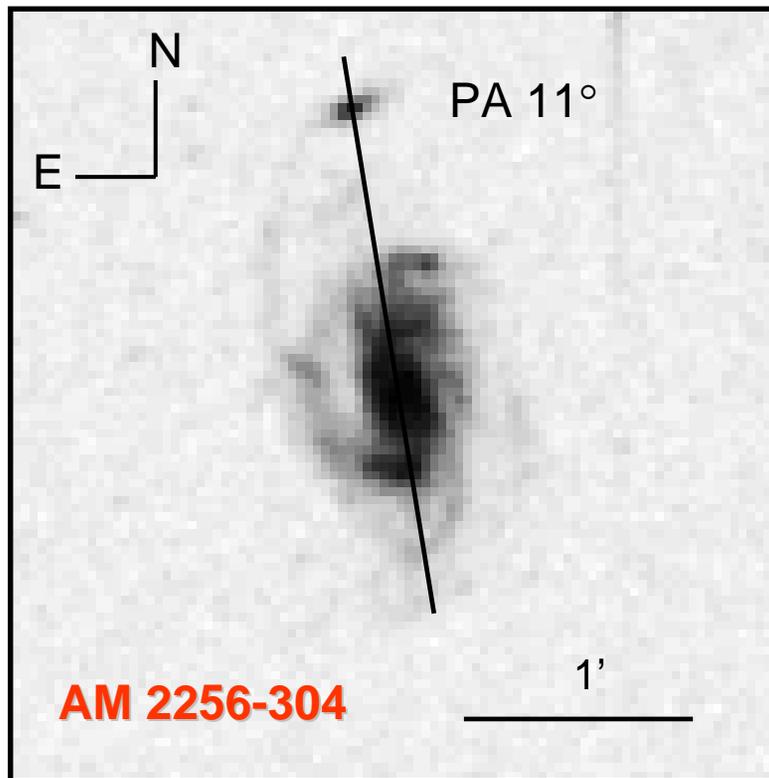


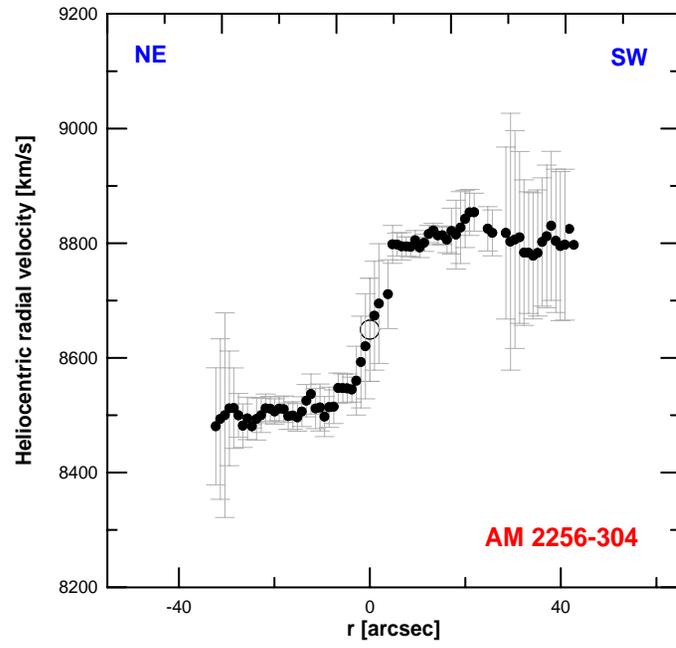
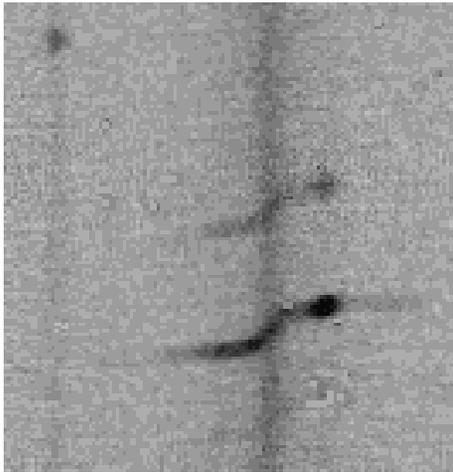
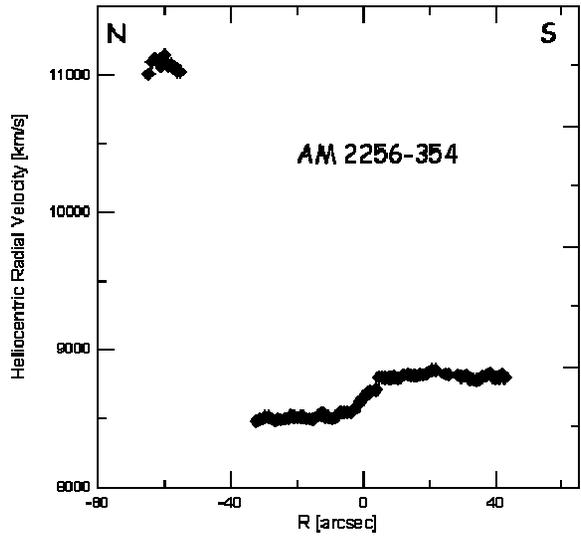












## NGC 633

La galaxia principal presenta dos brazos bien desarrollados. Ambos brazos terminan en forma bastante difusa, cerca de la galaxia satélite, por lo que no es un sistema típico de tipo M51, aunque el brazo que es más corto es el que llega más cerca de la galaxia menor. Aparentemente, la galaxia satélite sería la causa de la gran extensión que presenta el brazo de marea más largo. Este brazo de marea, parece originarse del lado Oeste de la galaxia principal, aunque resulta difícil precisar donde se inicia, debido a que es muy difuso en su origen. El brazo de mayor extensión, habría sido perturbado por la galaxia satélite y al proseguir con su órbita la galaxia menor, tal vez, habría coincidido con una posición más cercana al brazo más corto y menos perturbado, originado del lado Este de la galaxia principal.

Ambas galaxias presentan emisión de tipo región H II y cocientes de líneas similares. A partir de las imágenes en H $\alpha$  obtenidas por Dopita et al. (2002), se observa que la emisión se concentra en las regiones nucleares de las dos galaxias y que la distribución de la emisión H $\alpha$  en la satélite es perpendicular a su eje mayor, lo cual, según estos autores, se debería a la presencia de flujos salientes (*outflow*).

AP 136: El gradiente observado en los 1.3 kpc (7") centrales, es de 55 km/s/kpc. Si se considera toda la extensión de cuerpo rígido, el gradiente es de 30 km/s/kpc. El aspecto general de la curva es normal.

AP 90°: La distribución de velocidades radiales correspondiente a este ángulo de posición se presenta con algunas perturbaciones. Desde -5 kpc. (-14") hasta cerca del centro se observa un gradiente de 10 km/s/kpc, mientras que desde el centro hasta los 3 kpc (9") es de aproximadamente 30 km/s/kpc. Más allá de los 10" centrales los valores de velocidad decrecen, observándose variaciones de hasta 75 km/s, tal vez asociadas con los brazos, aunque no podemos descartar que estas significativas amplitudes, se deban a la perturbación gravitatoria de la galaxia menor. También se observan asimetrías en la distribución de velocidades radiales según AP = 53°.

En el caso de este sistema, como contamos con tres AP, determinamos el eje mayor cinemático, el cual resultó coincidente con la dirección del eje mayor fotométrico.

En general observamos en las distribuciones de velocidades de la galaxia principal ciertas asimetrías y perturbaciones, las cuales no resultan ser muy significativas.

La distribución de velocidades radiales según el eje mayor de la satélite es de cuerpo rígido prácticamente en toda su extensión. La inclinación calculada es de 65° y la masa resultante, en aproximación kepleriana, sin corregir por inclinación (este objeto está prácticamente de canto), es de  $2 \times 10^9 M_{\odot}$ . Si corregimos por inclinación, es de  $3.4 \times 10^9 M_{\odot}$ .

La masa resultante de la galaxia principal, en aproximación kepleriana, sin corregir por inclinación, (PA 136°) de  $2 \times 10^{10} M_{\odot}$ .

Para todos los PA estudiados, también se obtuvieron las distribuciones de velocidades a partir de la línea [NII]  $\lambda 6583$ , no observándose grandes apartamientos con respecto a las curvas obtenidas a partir de  $H\alpha$ .

## ARP 54

Arp 54 es una galaxia de tipo M51, en la cual su galaxia principal, clasificada como SABc, presenta morfología “ocular”, denominación que hace referencia a la forma aparente que presenta el anillo de la galaxia y la región nuclear. La diferencia de velocidad con la galaxia satélite, la cual no había sido medida con anterioridad, es de 60 km/s (esto fue determinado a partir de las observaciones que realizamos con la red de 300 l/mm), por lo que se trata de un par físico. El brazo que “conectaría” con la satélite se interrumpe abruptamente, tanto en imágenes en el óptico como en las imágenes del “2MASS”. Se obtuvo, para la galaxia principal, la distribución de velocidades según el ángulo de posición  $PA=90^\circ$ . Podemos decir que prácticamente no se observa emisión en  $H\alpha$  desde aproximadamente  $-5''$  a  $3''$ , por lo que no fue posible obtener información cinemática en la región central. Fuera de ella, la curva aparentemente no presenta grandes distorsiones. Las variaciones observadas más allá de los  $10''$  en dirección oeste, corresponden a la posición de los brazos (y de una región de emisión ubicada entre el disco de la principal y el brazo oeste). Tan sólo se observa una pequeña asimetría en la distribución AP  $0^\circ$ : mientras que del lado Sur la curva se mantiene más o menos constante, del lado Norte, se eleva unos 50 km/s. Precisamente es del lado Norte de donde parte el brazo de marea que llega cerca de la satélite. Esta asimetría sería el único signo de perturbación cinemática debido a la influencia gravitacional de la satélite.

## AM 0327-285

La relación de masas entre satélite y galaxia principal de este sistema es, si consideramos como indicador de masas a las luminosidades en B, de alrededor de 0.5 y las separaciones entre las componentes son relativamente pequeñas, por lo que esperaríamos que las perturbaciones cinemáticas fuesen notorias. Si consideramos la dirección que conecta ambos objetos, vemos que la curva tiene un máximo observado de 250 km/s y que las perturbaciones no son grandes, aunque hay asimetría. Además, en dirección de la compañera la velocidad se incrementa, no sucediendo lo mismo en el sentido opuesto. La perturbación se hace más visible si consideramos el AP  $30^\circ$ , quedando la posición del máximo de emisión en el continuo, en la zona que corresponde al máximo de la curva. Desde esa posición, hacia el SW, la curva decrece, aproximadamente unos 100 km/s. En cuanto al AP en  $90^\circ$ , se pueden ver variaciones de hasta 100 km/s, en las posiciones que corresponden a los brazos espirales, variaciones muy altas las que podrían ser resultado de las perturbaciones gravitatorias causadas por la satélite. Este es otro objeto muy masivo, resultando en una masa en aproximación kepleriana de  $4.4 \times 10^{11} M_\odot$ .

## AM 0403-604

En este sistema se observa un puente que aparentemente conecta ambas galaxias. La galaxia principal se observó según su eje mayor. Este es un objeto que presenta emisión correspondiente a actividad nuclear, concretamente, de tipo Seyfert 2 (hemos podido determinar el tipo de actividad a partir de observaciones hechas en Casleo, en octubre de 2007, con una red de 300 l/mm). La velocidad radial heliocéntrica sistemática de la galaxia principal, medida en la posición de máxima emisión en continuo es de  $(14760 \pm 116)$  Km/s. La velocidad sistemática que hace más simétrica la curva, es de  $(14785 \pm 40)$  km/s. En cuanto a la galaxia menor, la cual no poseía determinaciones de velocidades previas, resultó en  $(15270 \pm 60)$  km/s, por lo que resulta en un par físico. La diferencia de velocidades es de cerca de 490 km/s, lo cual es una diferencia significativa en las velocidades. Teniendo en cuenta el puente que aparentemente está conectando las dos galaxias, tal vez habríamos esperado una diferencia menor. Sería muy interesante poder realizar simulaciones numéricas de la dinámica de este sistema, para así determinar qué parámetros orbitales, que se correspondieran con las observaciones aquí realizadas, favorecerían la formación de un puente y posible transferencia de masa. No deja de ser sugerente que uno de los pocos objetos activos de la muestra, presenta una conexión directa (puente) ente la región central de la galaxia principal y su compañera. Volviendo a la galaxia principal, a partir de los tres ángulos de posición observados, determinamos el eje mayor cinemático, el cual resultó ser de  $150^\circ$ , coincidente con el fotométrico, lo cual indica que no hay grandes distorsiones.

## AM 0430-285

La morfología es similar a la de NGC 646. Se observa una pequeña condensación conectada por un tenue puente/brazo a la galaxia satélite, la cual no poseía anteriores mediciones de velocidades radiales, aunque aquí determinamos que se trata de un par físico. La dirección que conecta las galaxias principal y satélite, coincide además con el eje mayor de la galaxia satélite, la cual presenta movimientos de rotación, con una amplitud de unos 60 km/s. La órbita es progrado, y la distribución de velocidades de la principal es asimétrica con respecto al máximo de emisión en el continuo. Para el AP a lo largo de la barra, el cual es prácticamente coincidente con el eje mayor fotométrico, la curva en general presenta quiebres bastante pronunciados. Las variaciones fuera de la zona de rotación rígida, llegan a los 70 km/s hacia el NE del centro, por lo que si tenemos en cuenta que la semi-amplitud de la curva es de 140 km/s, resulta ser una cifra significativa. El gradiente observado en la región central es pronunciado, siendo de 108 km/s/kpc.

## AM 0458-250

Este sistema está compuesto por una galaxia espiral de gran tamaño (según LEDA el diámetro a 25 mag/ arcsec<sup>2</sup> en B, es de 1,12', o 49 Kpc.) que conecta a través de un brazo de marea con una pequeña galaxia satélite, la cual resultó estar conectada físicamente (no se disponía de determinaciones previas de velocidad radial para la galaxia satélite). A 1.6' del centro de la galaxia principal, se encuentra una tercera galaxia aparentemente espiral, a similar *redshift* que la del par de tipo M51. De acuerdo a los criterios adoptados, en cuanto a la influencia gravitatoria de objetos cercanos al sistema, le correspondería  $Q1 = -1.2$ , por lo que se incluye en la muestra. Realizamos la determinación de masas, según el AP 168°, cercano al eje mayor fotométrico de la galaxia. Si consideramos el punto más extremo medido, que coincide con el brazo de marea, a 24 Kpc del centro de la galaxia, obtenemos una masa en aproximación kepleriana y sin corrección por inclinación, de  $3 \times 10^{11} M_{\odot}$ . Si corregimos por inclinación y desviación de la ranura, obtenemos una masa significativamente grande, de unos  $7 \times 10^{11} M_{\odot}$ . La amplitud de la curva según el AP = 0° es de 430 km/s. No se observan líneas de emisión en los 12" centrales, por lo que prácticamente no disponemos de información cinemática la zona de rotación rígida. El gradiente de velocidades observado según este AP, es de 34 km/s/kpc.

## AM 0459-340

Se determinaron las velocidades radiales heliocéntricas de la galaxia principal, a lo largo del eje mayor fotométrico, ajustando a la línea H $\alpha$  perfiles gaussianos. Su distribución de velocidades presenta una gran asimetría, con respecto a la región nuclear. El gradiente de velocidades observado que corresponde a la rama NE es de unos 35 km/s/kpc, alcanzando el máximo a los 10" del centro, con una diferencia de 80 km/s con respecto a la velocidad del centro. El gradiente de velocidades observado es mucho menor en la rama SW, con sólo 8 km/s/kpc, y el máximo de velocidad se alcanza a los 20" del centro, con una diferencia de 94 km/s. Esta notable diferencia en los gradientes sería consecuencia de la interacción gravitatoria con la galaxia satélite, siendo el gradiente más elevado el que corresponde a la región más cercana a la satélite.

Determinamos que la satélite constituye un par físico, ya que no se contaba con información previa de la velocidad sistemática de este objeto. La galaxia más pequeña presenta una distribución de velocidades de aproximadamente cuerpo rígido, en la mayor parte de la extensión de su cuerpo principal. El gradiente de velocidad se incrementa en forma notable en la región del puente que conecta con la condensación Este, por lo que sería posible que este pequeño objeto no hubiese estado en un principio, en ligadura gravitatoria con la galaxia satélite.

## ESO 362-IG01

El sistema ESO 362-IG001, está a sólo 3' de AM 0459-340 y también consideramos que puede ser clasificado como un sistema de tipo M51, aunque anteriormente, no se lo haya incluido en esta categoría. No se observan perturbaciones significativas, aunque sí hay asimetría en la distribución de  $H\alpha$ . La misma es más intensa del lado opuesto a la satélite y es precisamente la única zona (las partes más externas de la rama NE de la curva) donde la distribución es plana. El resto de la curva presenta una distribución de cuerpo rígido. La satélite no poseía mediciones de velocidad previas, por lo que confirmamos el vínculo físico con la galaxia mayor, siendo su velocidad de  $5175 \pm 60$  km/s.

## AM 0639-582

Este sistema presenta un extenso brazo de marea, que se extiende desde una galaxia de tipo espiral, hasta una galaxia satélite, de apariencia irregular. La forma de la curva de distribución de velocidades, según el eje mayor de la galaxia principal es normal, no observándose a primera vista perturbaciones significativas, sin embargo hay marcadas diferencias en los gradientes, siendo más elevado en dirección hacia la satélite, entre los 4" hacia el norte del centro y los 3" hacia el sur, mientras que el gradiente es menor entre los 4" y los 18" hacia el sur. Aunque la interacción, aparentemente, no habría afectado significativamente la cinemática de la galaxia principal, nos preguntamos si la diferencia de gradientes se deba a la influencia externa, o si acaso es posible que se dé en galaxias aisladas. También se hicieron observaciones pasando la ranura por los centros de ambos objetos, determinándose que la órbita es de tipo progrado. La masa de la galaxia principal (inclinación de  $65^\circ$ ) estimada hasta los 8 kpc (punto extremo observado), en la aproximación kepleriana, es de aproximadamente  $6 \times 10^{10} M_\odot$ . Hemos tenido en cuenta, para las determinaciones de masas, la inclinación de la galaxia y la desviación de la posición de la ranura (AP observado), con respecto al eje mayor determinado a partir de imagen R en "Digitized Sky Survey". La velocidad sistemática de la principal es de 2600 km/s. La velocidad de la satélite, es similar a la de la rama NW de la curva de la galaxia principal. El gradiente de velocidades observado, correspondiente al kpc central es muy elevado, resultando en 136 km/s/kpc.

## VV 410

Se obtuvieron las distribuciones de velocidades radiales según los ejes mayores de ambos objetos. La galaxia satélite muestra un gradiente de velocidad con una evolución casi de tipo cuerpo rígido a lo largo de su eje mayor. Al tratarse de una galaxia más bien de canto, no es posible asegurar si la forma de la curva de rotación obedece a una distribución de materia dominada por una componente esferoidal, a un efecto de la interacción o si se

debe sencillamente al efecto del polvo sobre el gas ionizado (que es usado como partícula de prueba de la distribución de masa), según lo mostraran Díaz et al. (2001). En principio sólo se puede asegurar que el límite superior de la masa total de la galaxia interior a 7 kpc. es de  $\sim 3 \times 10^{10} M_{\odot}$ .

La galaxia principal muestra una curva de rotación con una amplitud de velocidad y un aspecto típico de galaxias espirales de este tipo. Asumiendo a partir de la morfología una inclinación de  $60^{\circ}$ , la amplitud de la curva es de 280 km/s. La masa kepleriana resultante es de aproximadamente  $\sim 10^{11} M_{\odot}$ . El lado mas perturbado de la curva de rotación de la principal se presenta hacia la dirección de la satélite.

Las velocidades heliocéntricas sistemáticas de ambas galaxias son:  
 $V_{\text{ppal.}} = (8600 \pm 26)$  km/s y  $V_{\text{sat.}} = (8630 \pm 31)$  km/s.

## VV 350

Este sistema está constituido por una galaxia principal de tipo SABb, prácticamente de canto y cerca de ella una satélite SBb, también cerca de canto, lo cual las hace buenas candidatas para estudiar su cinemática. No se disponía hasta el momento de datos cinemáticos de estos dos objetos, por lo que obtuvimos espectros a lo largo de los ejes mayores. Es interesante notar cómo el disco de la galaxia principal está mejor definido hacia la zona opuesta a la satélite, mientras que la parte cercana a la galaxia compañera está más difusa o dañada, seguramente por el proceso de interacción. Precisamente, se observa más emisión, hasta  $25''$  desde el centro definido por la máxima emisión en el continuo, mientras que del lado de la satélite vemos sólo emisión hasta  $15''$  del centro. También es en la dirección opuesta a la satélite, donde se observa mayor emisión en  $H\alpha$ . La curva correspondiente a la principal, presenta una rotación de tipo rígida en la mayor parte de su extensión, aunque alcanza un máximo hacia el NE, opuesto a la satélite y luego decae, mientras que del lado de la galaxia más pequeña, siempre presenta la característica de rotación rígida. La curva de la galaxia satélite, presenta asimetrías, observándose mayores distorsiones hacia el SE, que es de donde parte precisamente el brazo de la satélite que parece entrar en contacto con el brazo de la principal.

## NGC 4188

Galaxia espiral con muy pequeña satélite, ubicada en extremo de brazo poco perturbado en su morfología. Se determinó que se trata de un par físico, ya que la pequeña satélite no tenía determinaciones anteriores de velocidades y como en VV 452, la velocidad de la satélite es una continuación de la curva de velocidades de la galaxia principal.

AP  $55^{\circ}$  = Se observan ciertas asimetrías según el ángulo de posición que conecta las dos galaxias. La curva alcanza un máximo a los  $4''$  hacia el NE (o sea hacia la dirección en que se encuentra la galaxia satélite). La distribución decrece hacia ambos lados.

### AM 1304-333

Se ve claramente en imágenes DSS que el núcleo de la galaxia principal aparentemente se encuentra desplazado con respecto al centro geométrico del disco de la galaxia. Este sistema parece ser un caso extremo tanto en la relación de masas, así como en el daño morfológico y cinemático. En imagen en azul de DSS se observa un disco claramente perturbado con plumas.

AP 40°: amplitud de la curva: 172 km/s. El gradiente de velocidades es muy pronunciado, 120 km/s/kpc., estando la región de rotación rígida confinada a no más de 2". Se observa una clara asimetría, en la que la posición del máximo de emisión del continuo coincide con la posición del *turn-off* de la curva, por lo que este punto se encuentra ubicado fuera de la zona de rotación rígida. Luego hacia el NE la curva se mantiene plana, excepto a 10" del centro, donde se observa una depresión de unos 60 km/s, la cual podría estar asociada con la posición del brazo y extremo de la barra. Hacia el SW, luego del *turn-off*, la curva decrece entre 8" y 15" (¿presencia de polvo asociado con los brazos?).

AP según ambas galaxias: La galaxia principal posee una curva notablemente distorsionada según este ángulo de posición. Hacia el SE la curva se eleva alcanzando una variación de 50 km/s para luego decaer, mientras que la curva decrece a partir del máximo alcanzado, hasta llegar a valores del orden del último punto medido en la otra rama. La amplitud de la curva correspondiente a la galaxia principal es de unos 75 km/s, sin corregir por inclinación.

### AM 1325-274

AP 166°: La distribución se mantiene prácticamente constante, desde el origen hasta unos 10" hacia el NW, para luego elevarse aproximadamente 40 km/s. Entre -12" y el origen, la curva presenta una depresión de unos 40 km/s. En cuanto a la satélite, el espectro presenta emisión en la línea de 6583 más intensa que en H $\alpha$ , aunque la velocidad que en este trabajo se presenta, corresponde al ajuste gaussiano de H $\alpha$ . El valor de velocidad de la galaxia satélite, a la cual no se le habían realizado anteriores mediciones de *redshift*, parece una continuación de la curva de la galaxia principal, por lo que sería posible que la citada disminución de velocidades en la galaxia principal fuese consecuencia de la perturbación gravitatoria de la galaxia menor.

### AM 1427-432

La galaxia menor no poseía anteriores determinaciones de velocidad radial, la cual resultó ser muy similar a la velocidad correspondiente a los puntos más externos del disco de la galaxia principal y a su vez más cercanos a la satélite, por lo que la velocidad de la misma, parece ser una continuación de la curva de velocidades de la galaxia de mayor tamaño. A su vez, la distribución de velocidades radiales de la principal, presenta una clara

asimetría con respecto a la posición del máximo de intensidad en el continuo, resultando el gradiente de mayor magnitud, en dirección a la satélite.

## VV 452

Pequeña satélite ubicada en extremo de brazo de la galaxia principal. El otro brazo es algo difuso, siendo más marcado el primero. Hemos determinado que se trata de un par físico, ya que la satélite no presentaba mediciones previas de velocidades radiales y que a su vez la velocidad de la galaxia menor, resulta tener continuidad con la curva de velocidades de la galaxia mayor.

AP que une ambas componentes: Aunque no se observan mayores distorsiones en la curva de rotación de la galaxia principal, se nota que la distribución de velocidades es más irregular del lado de la satélite. El gradiente de velocidades observado es de 30 km/s/kpc.

AP 0°: El pico de emisión en H $\alpha$  no coincide con el máximo de emisión en el continuo de la galaxia principal. El gradiente de velocidades observado, entre el centro y 3 kpc hacia el Sur, o sea en dirección de la satélite, es de 55 km/s/kpc, siendo mucho más pronunciado que en la dirección opuesta, hasta 4 kpc, con un valor de 15 km/s/kpc. Fuera de la región de cuerpo rígido, en la dirección hacia la galaxia satélite, la velocidad se eleva, coincidiendo el valor en velocidad del último punto medido hacia el sur, con el valor de velocidad de la galaxia satélite. El gradiente de velocidades en la zona de cuerpo rígido es mayor del lado de la galaxia satélite. La amplitud de la distribución es de 205 km/s, sin corregir por inclinación. En ambas direcciones estudiadas, se puede ver claramente, que lo que podríamos establecer como el centro cinemático, no es coincidente con el centro fotométrico. Este último queda determinado por el máximo o pico de emisión en el continuo del espectro. ¿Podría esta falta de coincidencia deberse a la perturbación ejercida por la muy pequeña galaxia satélite?

## AM 1955-570

De este sistema, del cual no mostramos imagen, no se contaba con determinaciones de velocidades previas. Realizamos observaciones con AP = 90° de la galaxia mayor únicamente, por lo que no podemos confirmar si se trata realmente de un par físico, aunque la morfología lo sugiere. Lamentablemente, la emisión en H $\alpha$  está muy contaminada por líneas de cielo y no se pudo determinar la distribución de velocidades radiales, aunque la emisión en uno de los brazos es lo suficientemente intensa, como para permitir obtener la velocidad de la galaxia mayor, la cual resulta ser de  $(17180 \pm 30)$  km/s.

## AM 2058-381

De este objeto contamos con observaciones a lo largo del  $AP = 9^\circ$ , coincidiendo con la dirección de la aparente barra de la galaxia principal. La distribución de velocidades presenta ciertas peculiaridades y asimetrías. Desde el centro (pico de emisión en el continuo) y hacia el SW, la curva se eleva (zona de rotación rígida) hasta alcanzar una diferencia de velocidad de 195 km/s. Hacia el NE, hasta los 4" del centro, la curva posee un gradiente, notablemente menor que en el lado SW, disminuyendo sólo 20 km/s con respecto al valor central. Luego de los 4" se produce un abrupto salto, en el que la velocidad radial disminuye 115 km/s. Se mantiene la curva aproximadamente constante hasta los 8", y luego se produce otro salto de 60 km/s. Estos saltos podrían deberse a efectos de absorción (Zasov & Khoperskov 2003), aunque debemos precisar que el modelo según el cual estos autores explican los repentinos cambios en velocidades, lo aplican y explican en el caso de galaxias ubicadas de canto con respecto a la visual) o tal vez debido a alabeos del disco. Es importante resaltar que la rama de la curva donde se producen estos saltos en velocidades, se encuentra del lado en que se origina el brazo de marea que une con la satélite. Los mismos saltos también se observan en la curva obtenida a partir de la línea del nitrógeno en 6583 Å. La semi-amplitud de velocidades hacia el NE es de 199 km/s. Se determinó el eje mayor cinemático, el cual coincide con el eje de la barra.

## AM 2105-332

Para la galaxia principal sólo se cuenta con información de los 5 kpc centrales, que es donde se observó emisión en  $H\alpha$  (se observan varias componentes). Si consideramos como velocidad sistemática de la galaxia principal al valor que corresponde a la posición del pico de emisión del continuo, entonces  $V = 6150$  km/s. Si consideramos la amplitud de la curva, al centro cinemático le correspondería una velocidad de 6213 km/s. Amplitud (puntos extremos) = 360 km/s. Hay que tener en cuenta que se dispone de información de una extensión muy pequeña, en comparación con la extensión de esta galaxia. Aparentemente, estaríamos observando rotación de cuerpo rígido en los 2 kpc centrales. El gradiente de velocidades observado en esta zona es muy grande, de 144 km/s/kpc. En la curva no se observan mayores perturbaciones, aunque más allá de los 2kpc, se observa cierta asimetría en la distribución de velocidades, en el sentido de que hacia el SE la curva se mantiene constante, mientras que en dirección de la satélite, la curva se eleva unos 74 km/s, tal vez debido a la perturbación gravitatoria de la misma. La velocidad sistemática de la satélite es de 5559 km/s. El sistema posee una órbita contrarrotante (la satélite está orbitando en sentido opuesto al de rotación de la principal) aunque ambos objetos poseen una rotación en el mismo sentido. Además la diferencia de velocidades es de 590 km/s, por lo que

parece compatible con el hecho de que no se observen distorsiones importantes en ambos objetos.

### **AM 2256-304**

Este sistema posee la particularidad de que podría ser un caso extremo de encuentro de alta velocidad. De estos objetos nos interesa principalmente estudiar su cinemática, debido a que presentan diferencias de velocidades significativas entre la satélite y la galaxia principal, siendo  $\Delta V = 1400$  km/s. La distribución de velocidades en la galaxia principal es simétrica, presentando variaciones en la parte plana de la curva, del orden de los 50 km/s en la parte norte y de hasta 80 km/s en la parte sur, que es precisamente la región donde se origina el brazo de marea que llega hasta la pequeña galaxia satélite. Estas variaciones probablemente se deban a los brazos espirales. El gradiente de velocidades observado, correspondiente a la zona de cuerpo rígido, es de aproximadamente 50 km/s/kpc. Estimamos una masa de la galaxia principal (inclinación  $58^\circ$ ), en aproximación kepleriana, hasta el último punto medido, 24 kpc, de  $2.5 \times 10^{11} M_\odot$ . Si consideramos que es plana la curva en toda la extensión del disco, hasta los 34 kpc, la masa resultante sería de  $3.5 \times 10^{11} M_\odot$ .

#### II.4.4 - Análisis de las distribuciones de velocidades.

Hemos tratado de cuantificar las perturbaciones en las distribuciones de velocidades, en las direcciones que corresponden a los ejes mayores de las galaxias principales. Para ello, hemos considerado como referencia, el origen que corresponde a la máxima emisión en el continuo. Determinamos las asimetrías ( $\Delta V$ ) realizando la diferencia entre el valor absoluto en velocidad a determinada distancia del origen y el valor absoluto simétrico en la otra rama. Esto fue normalizado por la semiamplitud de la curva ( $V_{\max}$ ) (es importante destacar que se hicieron las correcciones por inclinación y pequeñas desviaciones de los ángulos de posición observados con respecto al eje mayor). Luego, una manera de tener en cuenta la perturbación en toda la extensión del disco (en el AP en cuestión) es integrar estos residuos entre un radio inicial ( $R_i$ ) y un radio final ( $R_f$ ), para así normalizar la integral por  $(R_f - R_i)$ . Hemos estudiado si existe algún tipo de correlación entre los residuos normalizados, con distintos parámetros, separación entre las galaxias, o cocientes de luminosidades. No hemos encontrado ningún tipo de correlación entre estos parámetros. Sin dudas, la situación es compleja y como se puede ver en las distintas distribuciones de velocidades, existe un rango de separaciones entre objetos, en los que se observan perturbaciones notables, como por ejemplo, en AM 1304-333, donde se observa una separación relativamente pequeña entre las componentes, y una perturbación cinemática importante, mientras que observamos una asimetría considerable en la galaxia principal, aunque la separación entre satélite y galaxia principal es mucho mayor que en el anterior ejemplo. También se observan objetos en los que la masa de la satélite puede llegar a ser un tercio de la galaxia mayor y estar a poca distancia; sin embargo, las perturbaciones no llegan a ser importantes, al menos en la dirección del eje mayor.

Teniendo en cuenta que el estudio de las asimetrías se hizo considerando sólo el AP del eje mayor, para realizar un estudio más serio de las perturbaciones deberíamos disponer de un mapa bidimensional de velocidades de estos sistemas y realizar un estudio de residuos en toda la extensión sobre los discos de las galaxias.

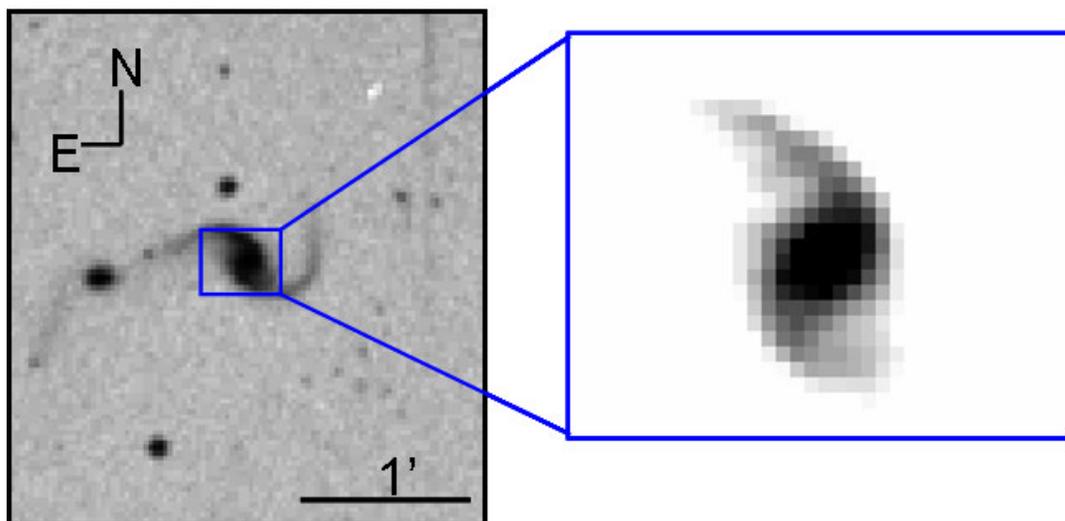
#### II.3.5 Comparación entre ejes mayores cinemáticos y fotométricos.

En la tabla II.17 se listan los valores de los ejes mayores cinemáticos de 12 galaxias principales de la presente muestra, los cuales son determinados a partir de las distribuciones de velocidades radiales correspondientes a dos o más ángulos de posición. En la misma tabla se muestran los ejes mayores fotométricos, obtenidos de la base de datos LEDA, los cuales son determinados teniendo en cuenta el eje mayor de la isofota  $25 \text{ mag}/('')^2$  (en banda B). Hay que resaltar que este criterio puede estar dando el mismo peso al disco, así como a otras estructuras, como pueden ser brazos de marea o puentes, con lo cual no estaríamos determinando correctamente el eje mayor del disco, por lo que decidimos medir los ejes mayores fotométricos, a partir de imágenes DSS, en banda R, debido a que esta banda es más representativa de la población estelar más evolucionada del disco. También mostramos en la

tabla los ángulos de posición de las barras, así como los módulos de las diferencias entre los AP de los ejes mayores fotométricos y cinemáticos y entre AP de barras y ejes mayores cinemáticos. No encontramos diferencias significativas entre unos y otros, excepto para la galaxia mayor de AM 0430-285, las cuales llegan  $90^\circ$  (*LEDA*) y  $120^\circ$  (*R-DSS*). Sin embargo, el valor del AP del eje mayor cinemático, no está muy alejado del AP de una pequeña barra (ver figura II.94). Creemos que, como en otras galaxias, es la barra la que estaría causando la diferencia entre los AP cinemáticas y fotométricos, debido a que podría generar movimientos no circulares.

En general, encontramos que los AP de los ejes mayores fotométricos son similares y si existe alguna diferencia importante, es porque está presente una barra, la cual hace que el eje mayor cinemático coincida con el AP de la misma. En conclusión, no hay evidencia de que, en este tipo de objetos, la interacción esté variando la alineación de los ejes mayores cinemáticas con los fotométricos. Si existe alguna variación importante, se debe a la presencia de la barra, la cual podría ser generada por la interacción. No olvidemos que según Klimanov & Reshetnikov (2001), en las galaxias de tipo M51 cerca del 60 % de las galaxias principales tienen barras, mientras que solo el 30 % de las galaxias de campo son barreadas.

## AM 0430-285



**Figura II. 94.** Imagen DSS de AM 0430-285. En el recuadro ampliado se destaca la barra.

**Tabla II.17**

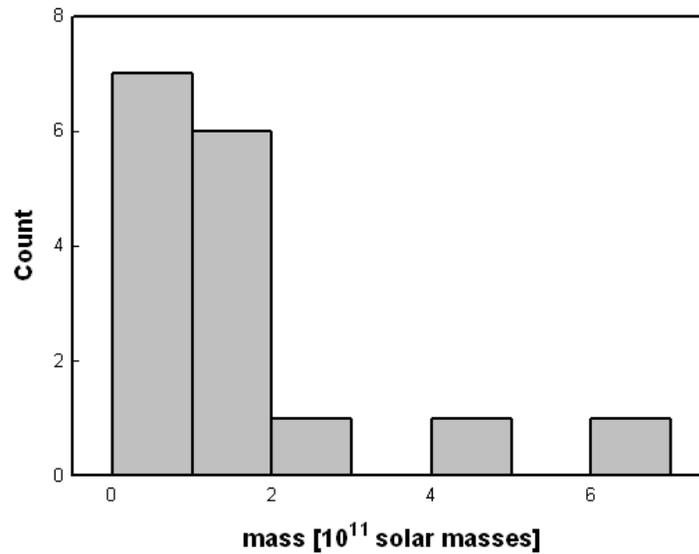
	<b>AP de eje mayor cinemático [°]</b>	<b>AP de eje mayor fotométrico (LEDA) [°]</b>	<b>  C3-C2   [°]</b>	<b>AP de eje mayor fotométrico (imágenes R-DSS) [°]</b>	<b>  C5-C2   [°]</b>	<b>AP de barra [°]</b>	<b>  C7-C2   [°]</b>
<b>VV 410</b>	175±15	8	13	-----	-----	152±3	23±18
<b>NGC 633</b>	135±10	-----	-----	138±10	3±20	-----	-----
<b>ARP 54</b>	130±15	112	18	123±5	7±20	-----	-----
<b>AM 2058-381</b>	10±15	2	8	8±5	2±20	10±3	0±18
<b>AM 0458-250</b>	165±10	167	2	155±3	10±13	-----	-----
<b>AM 0327-285</b>	150±15	167	17	-----	-----	-----	-----
<b>AM 0430-285</b>	170±20	79	91	50±5	120±25	136±3	34±23
<b>AM 1416-262</b>	140±20	130	10	-----	-----	-----	-----
<b>AM 1304-333</b>	40±20	-----	-----	-----	-----	40±3	0±23
<b>VV 452</b>	165±20	164	1	150±5	15±25	-----	-----
<b>NGC 4188</b>	140±20	-----	-----	145±5	5±25	-----	-----
<b>AM 1325-274</b>	100±25	-----	-----	-----	-----	-----	-----

Notas:

- En la cuarta columna se considera el módulo de la diferencia entre los valores de las columnas 2 (C2) y 3 (C3). Lo equivalente para las columnas 6 y 8.
- Las filas correspondientes a los objetos a partir de los cuales se determinaron los ejes mayores cinemáticas sólo a partir de dos ángulos de posición, están destacadas en color gris.

#### II.4.6 - Determinaciones de masas.

Se determinaron masas en aproximación kepleriana, para varias galaxias miembro de los sistemas estudiados. Los resultados obtenidos están listados en la tabla II.18. Además, en la figura II.95 se muestra el histograma de distribución de masas. Se destacan los dos sistemas más masivos, AM 0458-250 y AM 0327-285.



**Figura II.95.** Histograma de la distribución de masas en aproximación kepleriana de las galaxias componentes de la muestra cinemática

**Tabla II.18**

	<b>Inclinación [°]</b>	<b>AP-obs [°]</b>	<b>AP eje mayor[°]</b>	<b>R(Kpc)</b>	<b>Masa [<math>10^{11} M_{\odot}</math>]</b>
<b>AM 0639-582</b>	65	161	174	8	$0.60 \pm 0.05$
<b>VV 410 (A)</b>	51	152	170	14	$1.3 \pm 0.2$
<b>VV 410 (B)</b>	68	0	0	7	$0.30 \pm 0.06$
<b>NGC 633 (A)</b>	49	136	136.	6	$0.20 \pm 0.09$
<b>NGC 633 (B)</b>	65	0	0	2	$0.020 \pm 0.009$
<b>ARP 54</b>	53	90	90	25	$1.9 \pm 0.2$
<b>AM 2256-304</b>	58	11	11	25	$2.5 \pm 0.3$
<b>AM 2058-381</b>	60	9	9	11	$1.3 \pm 0.2$
<b>AM 0459-340 (A)</b>	65	20	28	6	$0.15 \pm 0.09$
<b>AM 0459-340 (B)</b>	63	0	0	3	$0.010 \pm 0.005$
<b>AM 0458-250</b>	43	168	152	16	$7 \pm 2$
<b>AM 0430-285</b>	50	40	40	10	$0.6 \pm 0.1$
<b>AM 1416-262</b>	45	0	6	16	$1.2 \pm 0.3$
<b>AM 0403-604</b>	46	123	117	15	$1.6 \pm 0.3$
<b>AM 1304-333</b>	60	40	40	10	$0.20 \pm 0.09$
<b>ESO 362-IG001</b>	51	29	29	3	$0.07 \pm 0.03$
<b>VV 452</b>	50	160	150	20	$1.8 \pm 0.3$
<b>VV 350 (A)</b>	73	55	55	6	$0.7 \pm 0.1$
<b>VV 350 (B)</b>	66	126	96	4	$0.30 \pm 0.03$
<b>AM 0327-285</b>	44	150	150	14	$4 \pm 2$

*1er. Col.) nombre del sistema; 2da. Col.) inclinación entre eje polar de la galaxia y la dirección de la visual; 3er.Col.) AP observado; 4ta. Col.)AP del eje mayor; 5ta. Col.) el valor listado corresponde al radio medido sobre la curva, más externo; 6ta. Col.) Masas calculadas en aproximación kepleriana, considerando hasta el último punto medido y considerando la velocidad máxima en cada curva. Se corrigió por inclinación y desviación del ángulo de posición observado con respecto al eje mayor.*

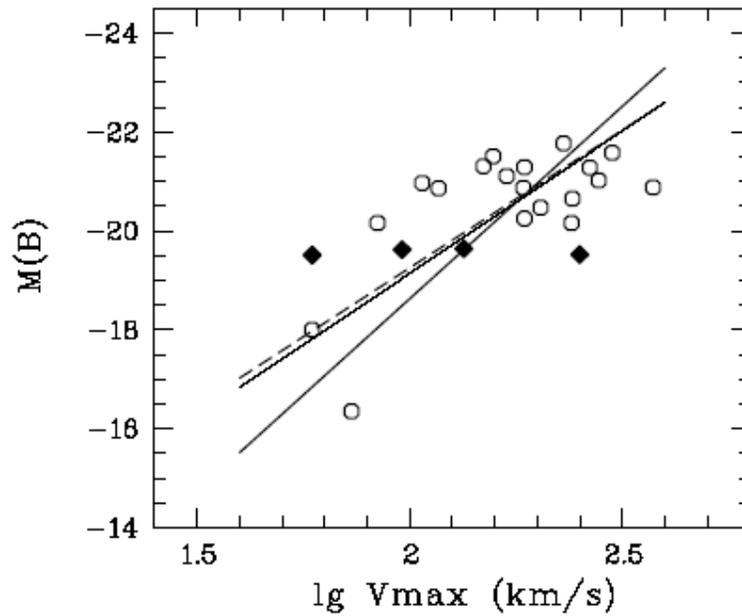
#### II.4.7 - Relación de Tully-Fisher.

Determinamos la relación de Tully-Fisher (T-F) para los objetos de la muestra cinemática de sistemas de tipo M51 (predominantemente para las galaxias principales, aunque también se incluyeron algunas satélites), a partir de las velocidades rotacionales máximas, corregidas por inclinación, obtenidas de las distribuciones de velocidades radiales. Hemos considerado las magnitudes absolutas en banda B, de LEDA, corregidas por extinción galáctica e interna. Como se puede ver en las figuras, la pendiente derivada para galaxias de tipo M51, es más plana que la que se observa en la relación estándar de T-F (Tully et al., 1998; Pierce & Tully 1992). Klimanov et al. 2003 obtienen para galaxias de tipo M51 una relación T-F más plana que la de galaxias espirales cercanas, aunque la relación por nosotros encontrada posee menor pendiente que la de Reshetnikov & Klimanov (2003). La figura II.96 corresponde a la relación de T-F que derivan Reshetnikov & Klimanov (2003). En la figura II.97, se muestra la relación T-F, donde se incluyeron galaxias de la muestra cinemática, que presentan inclinaciones entre el eje polar de la galaxia y la dirección de la visual, no menores a  $45^\circ$ , mientras que en la figura II.98 sólo se consideraron las galaxias con inclinaciones mayores de  $60^\circ$  (en todas las figuras, la línea sólida representa el ajuste, mientras que la línea de trazos corresponde a la relación de Tully-Fisher estándar). En la figura II.99, además de sólo incluir los objetos con inclinaciones por arriba de  $60^\circ$ , se seleccionaron las galaxias que presentan menos ambigüedad en la determinación de su eje mayor, obteniendo nuevamente una relación más plana.

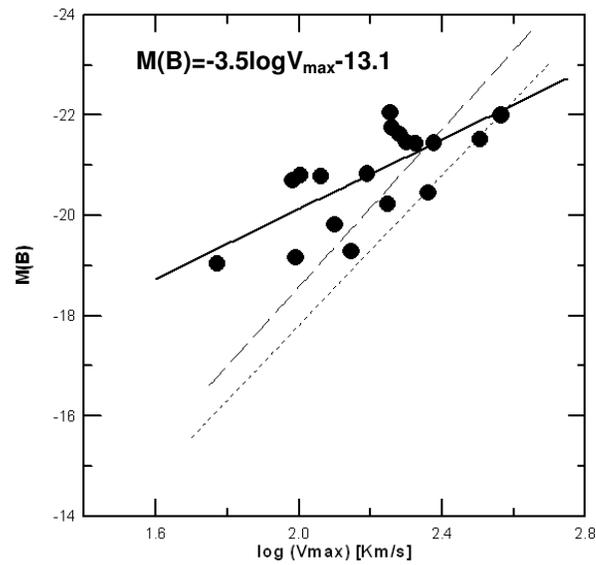
En la figura II.100, mostramos la relación de T-F, para galaxias extraídas de la recopilación de 70 sistemas de tipo M51 que se presentara antes. También utilizamos datos de LEDA de las magnitudes absolutas en banda B y de velocidades máximas determinadas a partir de HI. Es necesario mencionar que unos pocos sistemas de la muestra cuentan con determinaciones de velocidades máximas. La relación derivada, resulta ser incluso más plana que la correspondiente a la de los sistemas de la muestra cinemática.

Como se puede ver en las figuras, las galaxias más brillantes están cerca de la relación estándar, lo cual es compatible con el hecho de que la relación de T-F para galaxias espirales gigantes, no depende del ambiente, mientras que las galaxias menos masivas, miembros de sistemas de tipo M51, presentan una mayor luminosidad que la que correspondería a la relación de Tully-Fisher estándar. Una posible interpretación que se ha dado para explicar estas relaciones de T-F más planas, es la formación violenta, disparada por interacciones.

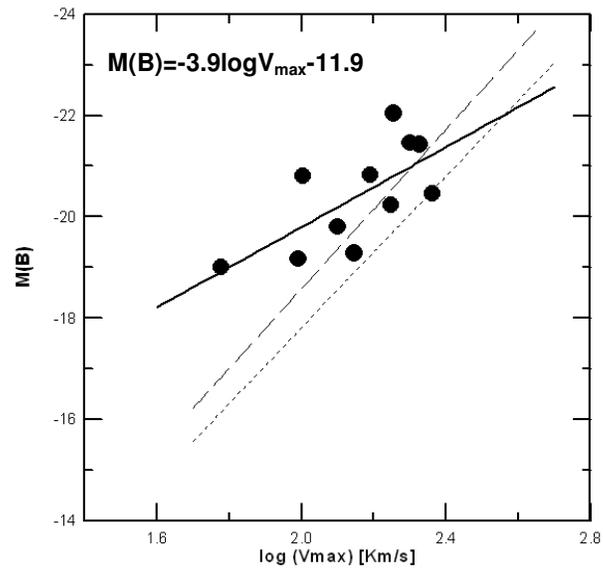
Es necesario tener en cuenta que son pocos objetos los incluidos y que esto es más notorio en la parte del diagrama correspondiente a bajas velocidades, por lo que sería conveniente realizar observaciones de sistemas de tipo M51 de baja masa.



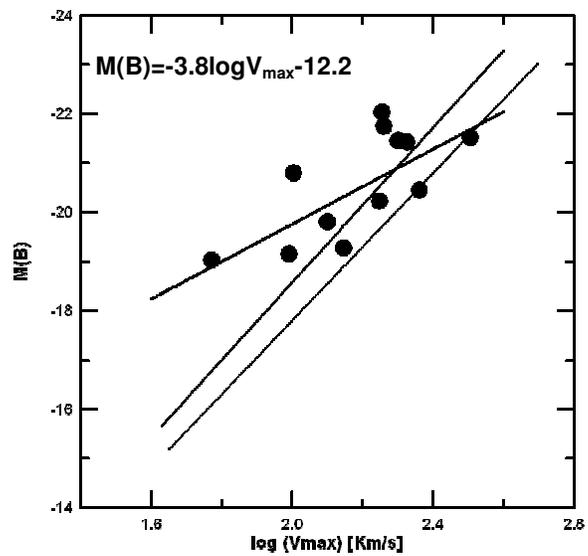
**Figura II.96.** Relación de Tully-Fisher para galaxias principales (círculos) y satélites (diamantes). La línea continua más oscura representa la relación encontrada por Tully et al (1998), mientras que la línea rayada es la obtenida por Reshetnikov & Klimanov (2003) para los sistemas de tipo M51. La línea continua más delgada indica la relación para galaxias espirales en  $Z \sim 0.5$ . Ziegler et al (2002).



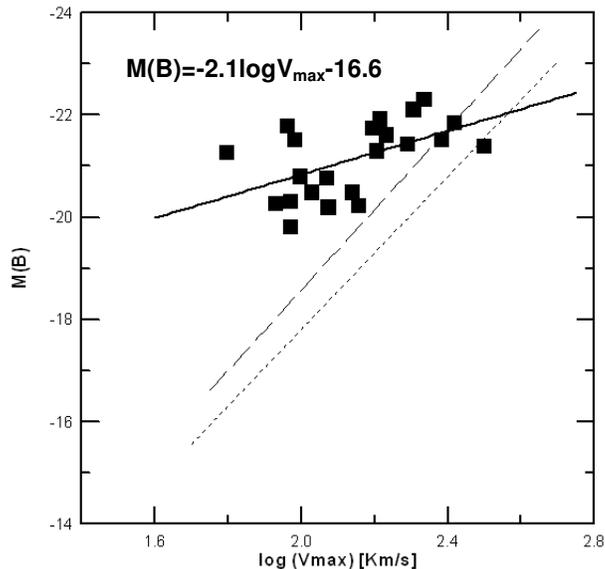
**Figura II.97.** Relación de Tully-Fisher correspondiente a galaxias de la muestra cinemática, con inclinaciones mayores a  $45^\circ$ . En todos los casos la línea sólida representa el ajuste a los puntos graficados. La línea de trazos indica la relación de Tully-Fisher estándar de Tully et al (1988). La línea de puntos se refiere a la relación obtenida por Pierce & Tully (1992).



**Figura II.98.** Relación de Tully-Fisher correspondiente a galaxias de la muestra cinemática, con inclinaciones mayores a  $60^\circ$ .



**Figura II.99.** Relación de Tully-Fisher correspondiente a galaxias de la muestra cinemática, pero con morfologías que permiten determinar el eje mayor sin ambigüedad y con inclinaciones mayores a  $60^\circ$



**Figura II.100.** Relación Tully-Fisher para sistemas cuyas velocidades máximas fueron determinadas a partir de HI (datos extraídos de LEDA).

#### II.4.8. Conclusiones.

A partir de la muestra cinemática presentada, encontramos que las distribuciones de velocidades radiales de algunas de las galaxias principales, presentan asimetrías, como es el caso de AM 0459-340 (ver en catálogo, pág. 158), perturbaciones o desviaciones, de algún lado de la rama de la curva, como se observa en las galaxias principales de VV 410 (en la curva según AP 152°, caída en las velocidades en el lado noroeste de la distribución de velocidades; pág. 164), o VV 452 (AP 0°; pág. 178). En otros sistemas no encontramos perturbaciones significativas, aunque en algunos, un estudio más detallado, revela asimetrías: a primera vista, la curva correspondiente a AM 0639-582 (pág. 162) es normal, sin embargo, los gradientes de velocidades son diferentes, tomando como referencia el máximo de emisión en el continuo. AM 1304-333 (pág. 170), resulta ser un objeto donde se nota una perturbación morfológica importante en el disco de la principal, así como el descentrado de la región nuclear, lo cual se refleja en las curvas obtenidas (pág. 171). Como ya observaran Klimanov et al. (2002) en su catálogo, algunos sistemas presentan variaciones en amplitud de más de 50 km/s. Esto último lo observamos del lado SW de la galaxia mayor en AM 2256-304 (pág. 185), con variaciones de 70 km/s, correspondiendo las mismas al lado en que se origina el brazo de marea perturbado por la galaxia satélite.

Las perturbaciones que se observan son mensurables, aunque no se observan perturbaciones tan significativas como las de sistemas más deformados en su morfología, como por ejemplo sistemas en sistemas en fusión. Tal es el caso de la curva de velocidades de AM 1003-435, o la de IRAS 04315-0840, las que se presentan en este trabajo de tesis.

Hemos notado que en los sistemas donde las relaciones de tamaño y/o masa de galaxia satélite con respecto a la principal son bajas, las velocidades sistemáticas de las galaxias menores resultan ser una continuación de la curva de la galaxia de mayor tamaño, lo cual está de acuerdo con los resultados obtenidos por Klimanov & Reshetnikov (2003) que ya hemos discutido en el apartado II.1.1 de esta tesis, en el sentido de que a velocidad relativa de la satélite es aproximadamente igual a la velocidad de rotación del disco de la galaxia principal.

El objetivo de la confección de este catálogo fue contribuir al conocimiento de la cinemática de sistemas que, aunque presentan evidencias morfológicas de interacción, la relación de masas con la satélite es tal que las perturbaciones de distinta índole, no son tan significativas ni obvias como las observadas en sistemas binarios con masas similares. Se estudiaron y cuantificaron las asimetrías y también se estudió la relación Tully-Fisher para estos sistemas, obteniendo un resultado similar al de Reshetnikov & Klimanov (2003).

Se determinaron las masas en aproximación kepleriana de 15 galaxias principales y de 4 satélites. El objeto más masivo es AM 0458-250, con una masa de  $\sim 7 \times 10^{11} M_{\odot}$ .

Se han detectado sistemas de tipo M51 en imágenes profundas tomadas con el telescopio espacial Hubble HDF, por lo que sería de utilidad, cuando se acceda al estudio de estos sistemas a alto *redshift*, comparar su cinemática con la de sistemas similares cercanos. Se suman a lo estudiado hasta el momento, las curvas en diferentes ángulos de posición, de mas de veinte sistemas, con lo que se duplica el número de sistemas de tipo M51 con curvas de velocidades radiales conocidas.

**II.4.9. Referencias:**

Dopita et al. 2002, ApJSS, 143, 47.

Keel, W. 1996, ApJS, 106, 27.

Klimanov et al. 2003, Astron. Lett, vol 29, nro. 7, pág. 429.

Pierce & Tully 1992, ApJ, 387, 47.

Reshetnikov, V., & Klimanov, S. 2003, AstL., vol. 29, No. 7, p. 488.

Tully et al. 1988, AJ 115, 2264.

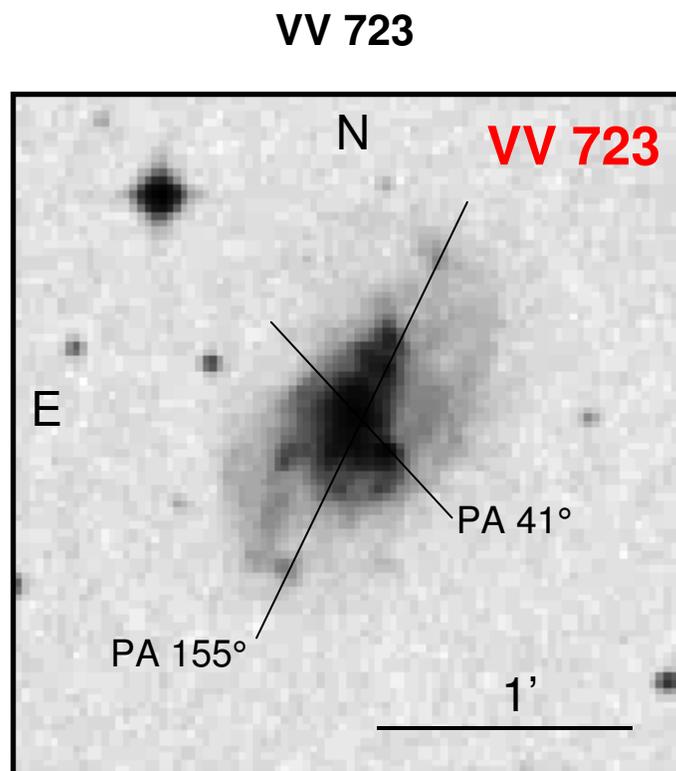
Zasov, A., & Khoperskov, A. 2003, AstL., 29, 437.

Ziegler et al 2002, ApJ, 564, L69.

## II.5. Sistemas de tipo M51. Anexo.

En este anexo, se analizan dos sistemas que aunque no están incluidos en la categoría de sistemas de tipo M51, presentan similitudes. En el caso de VV723, presenta una estructura muy similar a la de la sub-categoría considerada por Klimanov & Reshetnikov (2001), como sistemas de tipo M51 dobles, mientras que VV 780, podemos decir, como se verá más adelante, que cumple con la relación de masas típicas para esta clase de sistemas y que de poseer otra configuración con respecto al observador, podría ser visto como un objeto de tipo M51.

### II.5.1. VV 723, ¿un sistema de tipo M 51 doble?



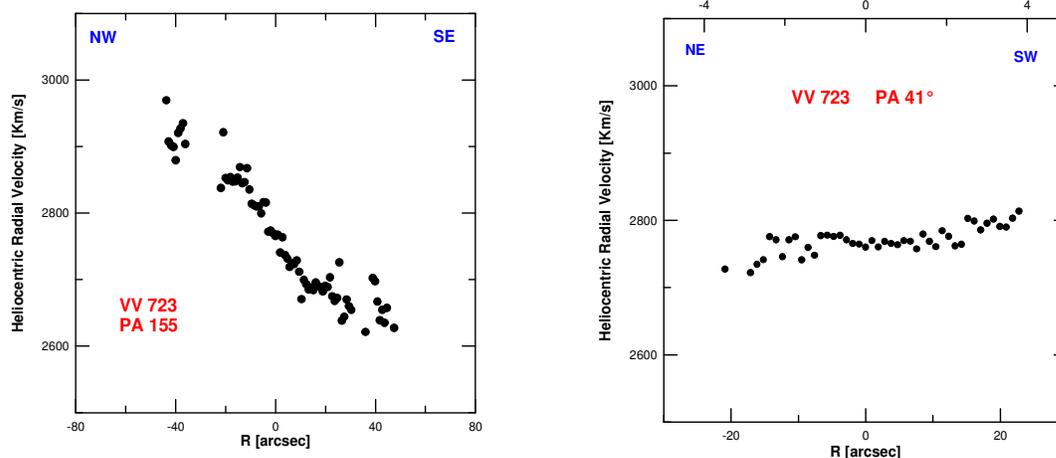
**Figura II.101.** Imagen B (DSS) de VV723.

Este es un sistema que podría ser considerado dentro de la categoría que Klimanov y Reshetnikov (2001) consideran como de tipo M51 doble, es decir, que en los extremos, o cerca de los extremos de de cada uno de los dos brazos de una galaxia espiral, se encuentra una galaxia satélite de menor tamaño. En el

caso de VV 723, las condensaciones en estos extremos se asemejan más a regiones H II que a galaxias satélite. Se hicieron observaciones según dos AP: AP  $155^\circ$  y AP  $= 41^\circ$ . No se observan distorsiones o asimetrías en la distribución de velocidades (ver figura II.102). La amplitud es de 200 km/s. La mayor emisión está confinada en la zona de rotación rígida. El gradiente de velocidades observado es de unos 35 km/s/kpc. Las velocidades de los objetos situados en los extremos, tiene valores cercanos a los de las regiones más próximas de la galaxia mayor.

AP  $= 41^\circ$ , la distribución de velocidades radiales se mantiene constante en los 30" centrales. Hacia el SW, a partir de los 15", la curva se eleva unos 45 km/s, mientras que desde los 15" NE, la curva disminuye el mismo valor.

Considerando la morfología del sistema y la cinemática, probablemente las regiones de los extremos sean zonas de formación estelar de la galaxia mayor, aunque no deja de ser notable la simetría morfológica y cinemática.



**Figura II.102.** Distribución de velocidades de VV723, según los AP= $155^\circ$  (*izq.*) y AP= $41^\circ$  (*der.*).

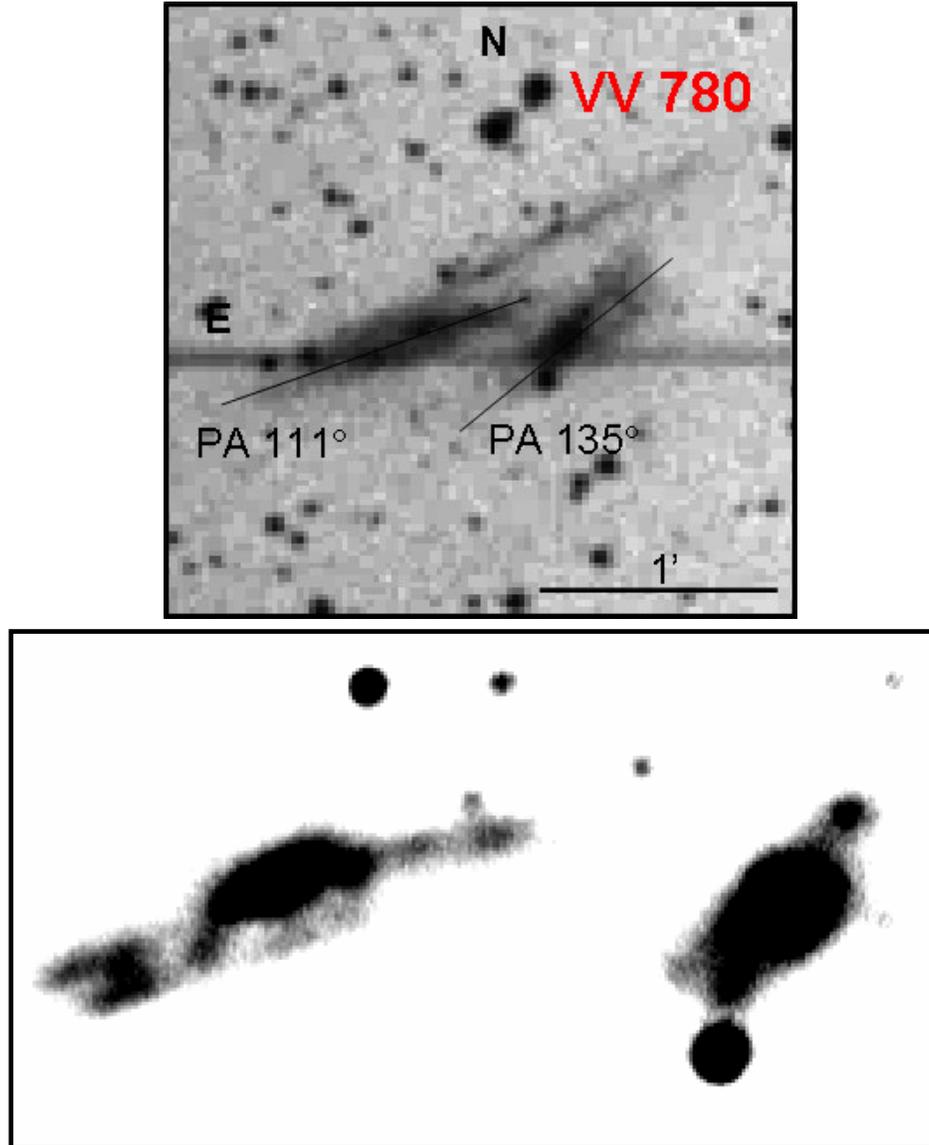
### II.5.1.1 Referencias.

Klimanov & Reshetnikov, 2001, A&A, 378, 428.

## II.5.2. El sistema en interacción VV 780.

El sistema VV 780 (Ag 28, ESO 273-IG012, IC 4518, AM 1454-425, IRAS 14544-4255) (figura II.100) está compuesto por dos galaxias, aparentemente en una fuerte interacción, con sus núcleos separados por aproximadamente 40", en orientación Este-Oeste; en imágenes CCD se observa un puente que conecta ambos objetos. La componente Este, es una galaxia espiral vista prácticamente de canto, con una extensión en el rango óptico de 80", la cual posee un largo brazo de marea que se extiende hasta 31 kpc desde la región central de la galaxia. La apariencia en imágenes CCD en filtro B, las cuales fueron obtenidas en CASLEO en 1999, es más compleja que lo que se había observado hasta el momento en imágenes DSS. Son notorias dos condensaciones a 15" del núcleo (figura II.103), que no se ven claramente en imágenes DSS; también se ve un puente, que aparentemente estarían conectando estas regiones con la región central de la galaxia. La galaxia Oeste es más pequeña, de 50" de extensión y con su eje mayor fotométrico orientado a 135° de ángulo de posición. Presenta una apariencia irregular o amorfa, con bordes no muy bien definidos. El cuerpo central se observa superpuesto en una plataforma difusa. El núcleo de la galaxia, brillante, es de apariencia estelar y a 7" del centro se observan condensaciones o *knots* diametralmente opuestos al centro de la galaxia. El sistema VV 780 está a solo 9' de una estrella muy brillante de nuestra galaxia, lo cual dificulta los estudios fotométricos de VV 780. La peculiar morfología de este sistema ha sido notada previamente (Agüero 1971, Vorontsov-Velyaminov 1977, Arp-Madore 1987). El largo brazo de marea, que llega aparentemente hasta las cercanías de la componente Oeste, nos hace preguntarnos si este sistema no presentaría tal vez una apariencia de sistema binario de tipo M51, si presentase otra configuración mas favorable al observador.

En el catálogo de Arp-Madore, AM 1454-425 está clasificado como un par, mientras que Vorontsov-Velyaminov lo listó como un sistema triple. El objetivo de realizar observaciones espectroscópicas de VV 780 fue analizar sus características espectrales, determinar los principales mecanismos de excitación, derivar condiciones físicas, estudiar su cinemática y derivar masas.



**Figura II.103.** *arriba:* Imagen B (DSS) de VV780. *abajo:* Imagen CCD en banda V, obtenida con el telescopio de 2.15 m de CASLEO. Se pueden apreciar las regiones de emisión mencionadas en el texto, las que se ubican hacia el SE de la región nuclear de la galaxia Este.

Tabla II.19-Intensidad de líneas relativas a H $\beta$									
$F_{\lambda}/F_{\beta}$ $I_{\lambda}/I_{\beta}$									
Línea	$\lambda$	Región 1		Región 2		Región 3		Región 4	
	(Å)	-8"		-4"		0"		4"	
[Ne III]	3869	--		0.80c		0.36c		--	
		--		1.04		0.58		--	
H $\delta$	4152	--		0.14c		0.31c		--	
		--		0.17		0.44		--	
H $\gamma$	4340	--		0.48c		0.31c		--	
		--		0.56		0.41		--	
[O III]	4363	--		0.10b		0.10a		--	
		--		0.11		0.13		--	
H $\beta$	4861	1		1		1		1	
		1		1		1		1	
[O III]	4959	2.96b		2.09a		1.87b		1.39b	
		2.82		3.03		1.78		1.26	
[O III]	5007	6.37b		6.20a		5.79b		2.77b	
		5.91		5.96		5.37		2.72	
[O I]	6300	--		0.93a		0.75b		0.77b	
		--		0.68		--		0.24	
[N II]	6548	2.32b		1.94a		1.88a		--	
		1.14		1.34		0.93		--	
H $\alpha$		6.30b		4.54a		6.29a		9.48b	
		3.10		3.10		3.10		3.10	
[N II]	6583	6.46b		3.64a		4.39a		5.96b	
		3.15		2.48		2.15		1.60	
[S II]	6717	--		2.21a		2.42a		--	
		--		1.48		1.14		--	
[S II]	6731	--		1.83a		1.63a		--	
		--		1.22		0.77		--	
$c_i$		0.71		0.26		0.70		1.25	
log I $\beta$		-13.84		-13.47		-12.82		-13.08	

Nota. I $\beta$  es el flujo corregido por enrojecimiento, en unidades de ergs cm<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup>. Errores estimados: a  $\leq$ 10%, 10% $\leq$ b $\leq$ 20%, 20%  $\leq$  c

Hemos realizado observaciones en el modo directo, en CASLEO, aunque como ya se mencionó, la proximidad a la estrella brillante dificultó obtener información fotométrica confiable. De todos modos, las imágenes CCD permitieron inferir mayores detalles de ambos objetos, que las obtenidas en el DSS.

Las observaciones espectroscópicas de VV 780 se llevaron a cabo en CASLEO en junio 15-16 de 1999, según el AP que conecta ambos objetos y en abril 11 de 2002, para los otros AP, en Bosque Alegre. Las observaciones en CASLEO se hicieron con el espectrógrafo REOSC, en el telescopio de 2.15 m. Dos conjuntos de espectros de dos *frames* cada uno, fueron obtenidos a través de la ranura de 2.5" x 248", a lo largo de AP = 86°. Una red de 300 l/mm fue utilizada, abarcando un rango de 3800 a 7200 Å, con una exposición total de 60 m. El *seeing* durante las observaciones fue de 3", las resoluciones fueron de 2.5 Å y 10 Å respectivamente. La escala angular es de 0".95/píxel. Las observaciones en Bosque Alegre se realizaron con una red de 1200 l/mm, cubriendo el rango de 6100-6900 Å. Los espectros fueron obtenidos a través de una ranura de 2".5 x 228", a lo largo del eje mayor (AP = 135°) para la componente Oeste, con una sola exposición de 60 minutos y a lo largo del eje mayor (AP = 111°) de la galaxia Este, para lo cual se realizaron dos exposiciones de 60 minutos cada una y a través de AP = 124° con una sola exposición de 75 minutos. El *seeing* durante las observaciones fue de 3" y la resolución de 3.1 Å. Los espectros fueron corregidos por extinción ( $A_b = 0.678$  mag) (Schlegel et al. 1998) y calibrados por flujo con estrellas espectrofotométricas estándar de Stone & Baldwin (1982).

Se obtuvo información espectroscópica de los centros de las regiones nucleares de ambas galaxias y en el caso de la galaxia Oeste, de regiones cercanas también. Para las regiones que pertenecen al objeto oeste, los cocientes de líneas de emisión observados, están listados en tabla II.19, así como los errores estimados a partir del nivel de ruido alrededor de cada línea. La región 3 corresponde al centro de la región nuclear y se consideró como el origen de coordenadas de posición, siendo positivas hacia el oeste. Las intensidades se derivaron ajustando perfiles *gaussianos* a las líneas. Se usaron las curvas de Seaton (1979) para corregir por enrojecimiento, asumiendo, como siempre, que las propiedades del polvo en VV 780 son similares a las del polvo en nuestra Galaxia. Los espectros de las regiones estudiadas presentan intensas líneas de emisión, resultando característicos de Seyfert 2 (Günthardt et al. 2000; Corbett et al. 2002). Una temperatura electrónica de 16500 K se derivó para la región 3 y 14700 para la 2, las cuales fueron calculadas utilizando la relación de líneas de [O III] (4959+5007)/4363. Las densidades electrónicas son de 250 y 300 para ambas regiones, respectivamente y fueron derivadas a partir de la relación de intensidades de líneas de [S II]  $\lambda$  6717 /  $\lambda$  6731.

Los espectros del núcleo de la componente Este resultan similares a los de galaxias Sa-Sab (Kennicutt 1992) y presentan líneas de emisión comparativamente débiles, H $\alpha$  y [N II] 6548, 6583, de las que se midieron sus

intensidades, con lo cual  $\log([\text{N II}] \lambda 6583 / \text{H}\alpha) = -0.18$ , lo cual lo ubicaría en la región de transición de Región HII-LINER.

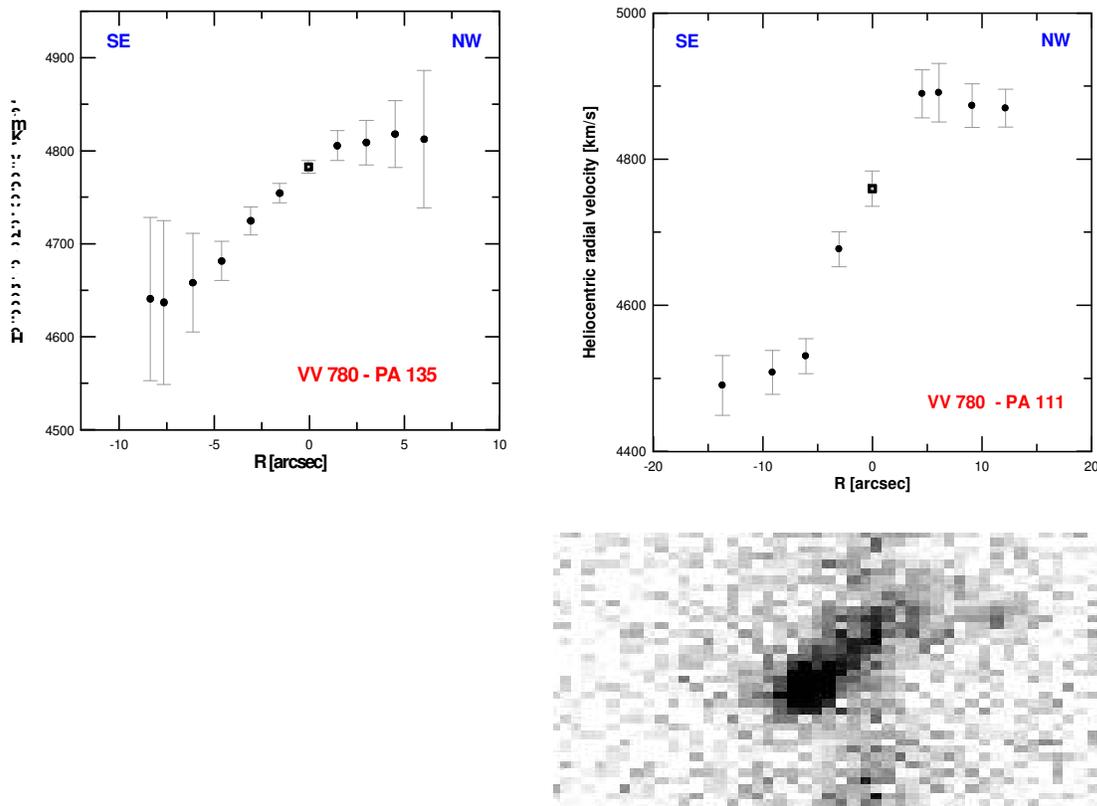
Las velocidades radiales heliocéntricas se midieron a partir de los espectros de red de 1200 l/mm, midiendo los centroides de curvas *gaussianas* ajustadas a los perfiles de las líneas más intensas. Las velocidades heliocéntricas resultantes de los núcleos son:

$$V_{\text{east}} = (4725 \pm 20) \text{ km/s}$$

$$V_{\text{west}} = (4750 \pm 10) \text{ km /s}$$

Las distribuciones de velocidades radiales obtenidas de los espectros según  $\text{AP} = 135^\circ$  y  $\text{AP} = 111^\circ$ , se muestran en las figuras, siendo éstas las direcciones que corresponden a los ejes mayores de ambas galaxias. En el caso de  $\text{AP} = 111^\circ$ , también presentamos debajo de la curva de velocidades, el espectro bidimensional, en la zona de  $\text{H}\alpha$ , donde es muy notorio que el máximo de emisión de esta línea no coincide con el núcleo, sino que está ubicado a  $7''$  hacia el SE. También hemos medido las velocidades según  $\text{AP} = 124^\circ$  en la galaxia de mayor tamaño, debido a que esa dirección contiene las condensaciones brillantes antes mencionadas y encontramos que la curva que resulta es similar a la de  $\text{AP} = 111^\circ$ .

Las distribuciones de velocidades a lo largo de los ejes mayores de ambas galaxias no presentan distorsiones, aunque la velocidad que corresponde a la posición del máximo de intensidad en el continuo no coincide con el valor de velocidad que hace simétrica las curvas.



**Figura II.104.** Distribuciones de velocidades de la componente Oeste (AP 135°) y Este (PA 111°) de VV 780. Debajo de la curva de la galaxia mayor, se muestra la línea H $\alpha$  del espectro 2D, donde se destaca la emisión hacia el SE del centro de la galaxia.

Calculamos las masas en aproximación kepleriana para los dos objetos considerados, hasta los puntos más extremos medidos en las curvas de velocidades:

Para la galaxia Oeste, la cual presenta una semi-amplitud observada de 90 km/s, y corrigiendo por inclinación de  $\sim 74^\circ$ , la semi-amplitud resulta en 100 km/s y la masa resultante, hasta una extensión de 7", de  $5 \times 10^9 M_\odot$ . Asumiendo y extrapolando una distribución plana hasta 25", la masa resultante es de  $1.5 \times 10^{10} M_\odot$ .

La galaxia Este tiene una amplitud de 200 km/s, siendo la masa en aproximación kepleriana hasta una extensión de 10", de  $3 \times 10^{10} M_\odot$ ; Si asumimos distribución de velocidades plana hasta los 35", la masa sería de  $1 \times 10^{11} M_\odot$ .

En el trabajo de Dopita et al (2002), se puede ver en la imagen tomada en filtro H $\alpha$  que la emisión más importante se da en ambas regiones nucleares, principalmente en el núcleo Seyfert, con algunas débiles estructuras a lo largo del disco de la galaxia Oeste y una pequeña condensación al norte de la galaxia Este. El brazo de marea no se observa en este filtro.

### **II.5.2.1. Conclusiones.**

VV 780 es un sistema binario, que de poseer la órbita otra inclinación con respecto a la visual, podría llegar a identificarse como un sistema de tipo M51. Tengamos en cuenta que teniendo en cuenta que las relaciones de masas entre ambas galaxias, es de aproximadamente 0.2, valor característico de los objetos de tipo M51. En las imágenes directas notamos estructuras no visibles anteriormente en imágenes de DSS, por lo que observaciones con mayor resolución angular, nos permitiría definir con más precisión la naturaleza de las mismas. La región nuclear de la galaxia Oeste tiene un núcleo tipo Seyfert 2, mientras que la galaxia más masiva, presenta en su región nuclear un cociente de líneas que la ubica en la región de transición LINER-HII. Las distribuciones de velocidades no presentan mayores apartamientos de una curva de velocidad de una galaxia aislada, aunque los centros de simetría de las mismas no coinciden con las velocidades correspondientes a las posiciones de máxima intensidad del continuo. Esto último sería el único efecto visible en la cinemática de estos objetos debido a las mutuas perturbaciones gravitatorias.

### **II.5.2.1. Referencias.**

Corbett, E. et al. 2002, ApJ, 564, 650.

Díaz, R., Paolantonio, S., Goldes, & G., Carranza, G. 1997, Espectrógrafo Multifunción: Características, Puesta a Punto, Operación y Reducción de Datos, Trabajos de Astronomía Ser. A (Córdoba: National Univ. Córdoba).

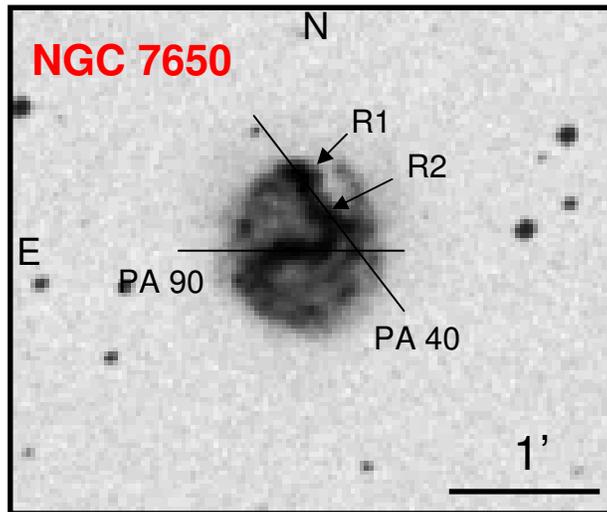
Günthardt, G. et al. 2002, BAAA, 45, 73.

## Capítulo III.

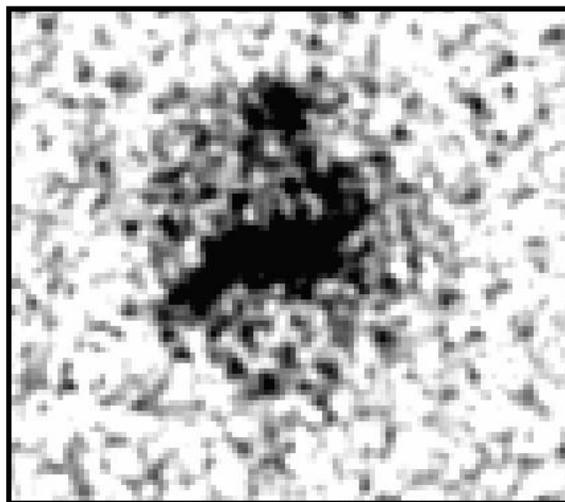
### **Sistemas en etapas intermedias del proceso de fusión.**

En este capítulo presentamos estudios realizados a tres objetos (NGC 7650, NGC 7130 y NGC 1614), los cuales podrían ser el resultado evolutivo de sistemas de tipo M51 o de similares categorías de interacción, en donde una posible galaxia satélite está en un proceso cercano al de la etapa de fusión con la galaxia mayor. Podríamos considerar que estas galaxias se encuentran, en lo que respecta a morfología y evolución dinámica, a una etapa intermedia entre sistemas de tipo M51 y las galaxias espirales que presentan núcleos dobles. Gimeno, Díaz & Carranza (2004), confeccionaron un catálogo de núcleos dobles en galaxias discoidales, siendo una de las restricciones que impusieron para la pertenencia al catálogo, la de solo incluir sistemas que no presenten grandes distorsiones morfológicas. Los dos objetos, NGC 7130 y NGC 1614 están muy perturbados en su morfología, pero mantienen su identidad de galaxias espirales.

### III.1. NGC 7650



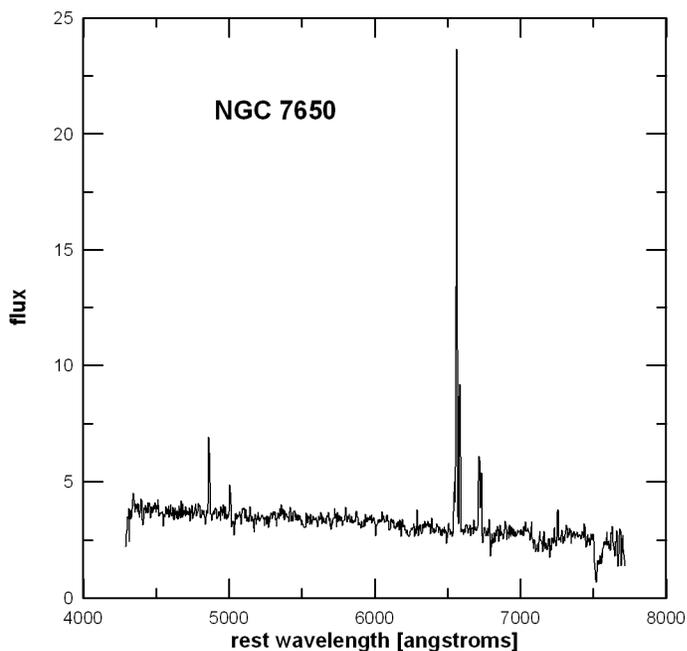
**Figura III.1.** Imagen DSS (banda B) de NGC 7650.



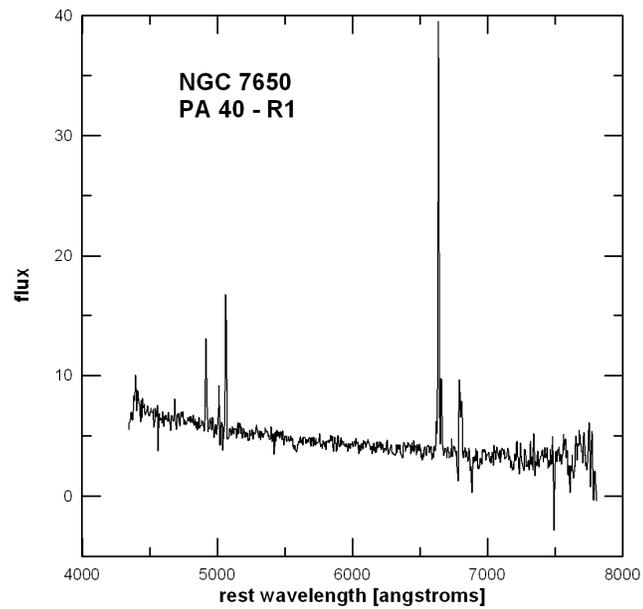
**Figura III.2.** Imagen 2MASS (bandas JHK) de NGC 7650.

Este peculiar sistema (figura III.1), consiste en una galaxia ubicada prácticamente “de frente”, clasificada como SAB(s)c y que además de poseer una barra brillante, tiene un tercer brazo en el que se observan condensaciones brillantes y una posible galaxia canibalizada. Es claro, a partir de la imagen en el cercano infrarrojo (figura III.2), el aspecto de sistema interactuante de tipo M51 que presenta NGC 7650. El eje mayor del objeto según LEDA, es de  $164^\circ$ , mientras que variando el contraste de la imagen R de DSS, encontramos un ángulo para el eje mayor fotométrico, cercano a  $20^\circ$ .

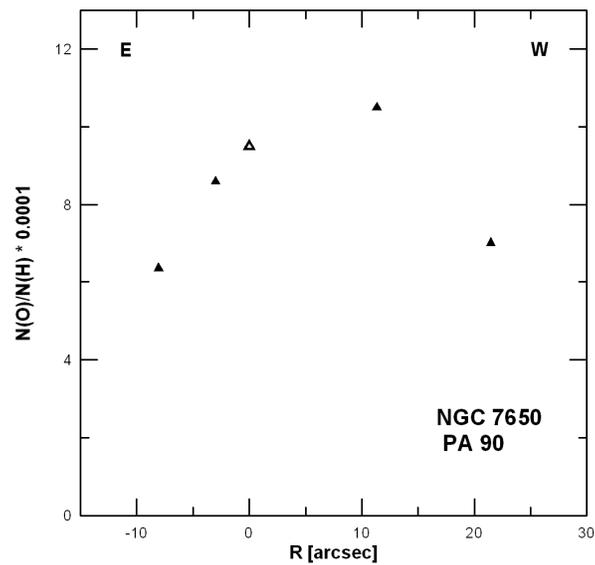
NGC 7650 forma un par, a 11.7', con NGC 7741 (la diferencia de velocidades radiales entre los dos objetos es de 200 km/s según NED). Teniendo en cuenta que no se contaba con información espectrofotométrica anterior, se hicieron observaciones espectroscópicas en CASLEO, para lo cual se utilizó una red de 300 l/mm, de acuerdo a los AP 90°, abarcando así la barra de la galaxia y en AP 40°. En las figuras III.3 y III.4 se presentan espectros de la región central de la barra con dirección Este-Oeste y de la región R1 (ver figuras III.3 y III.4), es decir, de la potencial galaxia enana. Los espectros son característicos de una formación estelar intensa, en todas las extracciones realizadas. Se muestra en la figura III.5 la distribución de abundancia de oxígeno en AP 90°, en la dirección de la barra, con un gradiente de abundancia plano, de  $-0.02$  dex/kpc. La abundancia correspondiente a R1 es de aproximadamente  $O/H = 3 \times 10^{-4}$ , mientras que la abundancia de la región R2, es de  $O/H = 6 \times 10^{-4}$ , lo cual es similar a las regiones más externas de la barra de la galaxia.



**Figura III.3.** Espectro correspondiente a la región central de NGC 7650. El flujo está dado en unidades de  $10^{-16}$  erg  $\text{cm}^{-2}$   $\text{s}^{-1}$   $\text{\AA}^{-1}$ .

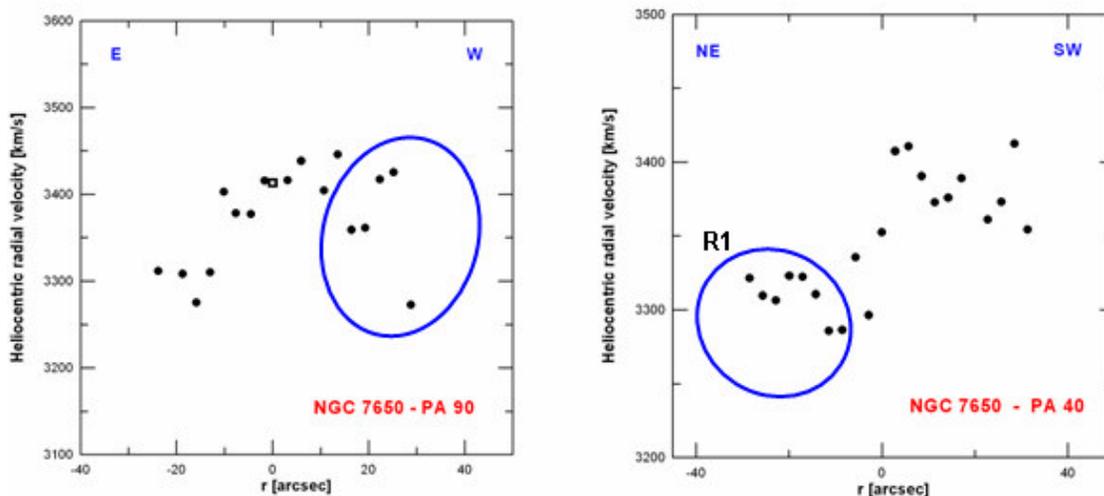


**Figura III.4.** Espectro correspondiente a la región de emisión R1 de NGC 7650. El flujo está dado en unidades de  $10^{-16} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$ .



**Figura III.5.** Distribución de abundancia de oxígeno de NGC 7650, según la dirección PA 90°.

Aunque por el momento no contamos con observaciones hechas con una red que permita mayor dispersión, obtuvimos distribuciones de velocidades (figura III.6), usando los espectros obtenidos con la red de 300 l/mm, para los dos direcciones ya mencionadas. Se utilizó la línea de emisión  $H\alpha$  para las determinaciones de velocidades.



**Figura III.6.** (izq.) Distribución de velocidades a lo largo de la barra de NGC 7650 (PA 90°), en donde el cuadrado hace referencia a la velocidad en la posición del máximo de intensidad en el continuo. El óvalo delimita las velocidades correspondientes a dos regiones de los brazos que se originan en el extremo Este de la barra (ver explicación en el texto) ; (der.) Distribución de velocidades a lo largo del brazo Norte (PA 40°). Se eligió como origen un punto arbitrario, que no hace referencia a ninguna región particular del brazo, tan solo es el que hace más simétrica la curva. El óvalo destaca los puntos que pertenecen a la región R1.

La curva a lo largo de la barra, presenta rotación, alcanzando una amplitud de 105 km/s y la velocidad correspondiente al máximo de emisión en el continuo, se encuentra fuera de la posición que haría simétrica a la curva, lo cual podría ser un signo de perturbación externa al objeto considerado. Los valores que corresponden a los últimos 5 puntos del extremo Oeste, no pertenecen a la barra, sino que están asociados con brazos que parten del, o cerca del extremo Este de la barra.

Con respecto a las velocidades según el brazo Norte, lo más notorio es el quiebre de 120 km/s entre las velocidades del brazo y la región R1. Esto respaldaría la hipótesis de que R1 no pertenecería originariamente a NGC 7650. Aunque también es cierto que la curva se presenta distorsionada según la dirección de la barra, por lo que no se puede confirmar la hipótesis planteada.

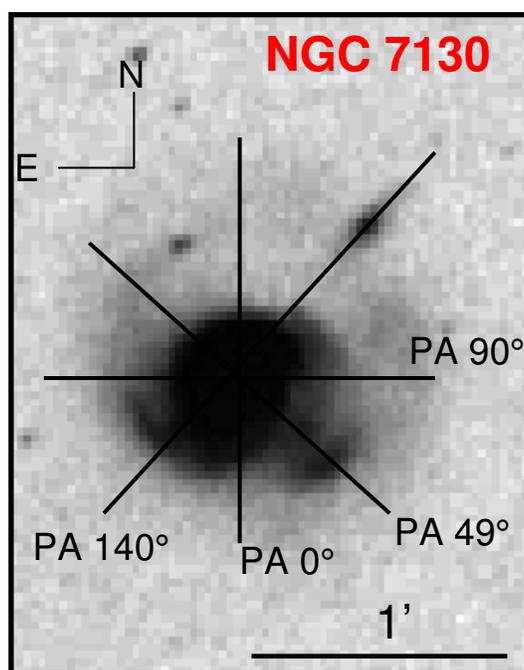
### III.1.1. Comentarios.

Nos preguntamos si la actividad de formación estelar intensa, encontrada en toda la extensión de la barra, así como en el brazo norte y en la región R1, se debe a la interacción entre la galaxia mayor y la posible galaxia enana R1, o si tal vez una posible interacción gravitatoria con el objeto ubicado 11' de NGC 7650, fue la responsable de esta actividad intensa, así como de haber estimulado la actividad de formación de estrellas en R1, ubicada en el extremo del brazo norte.

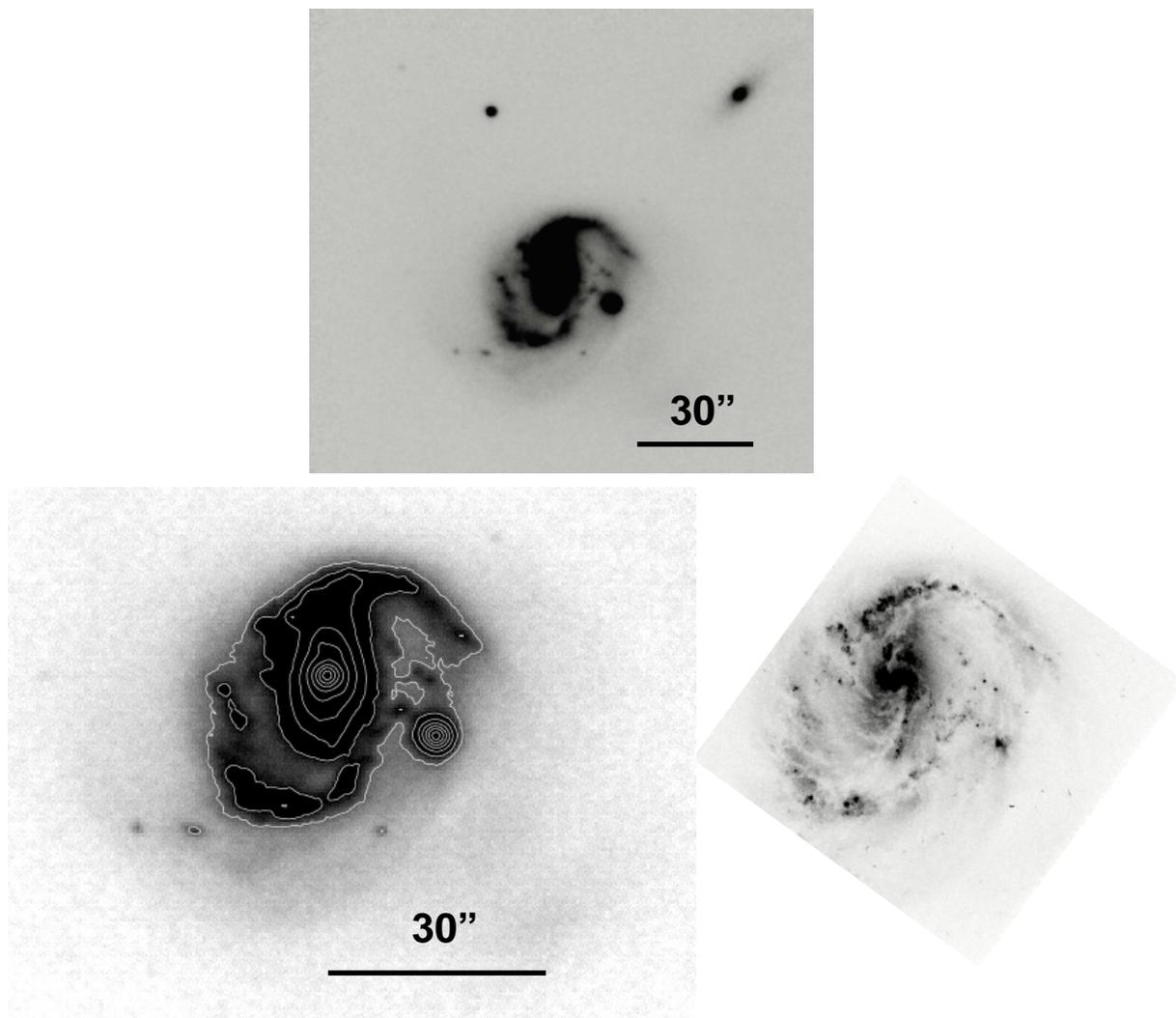
Aunque no hay dudas de que contamos con poca información observacional sobre este objeto, la imagen obtenida por 2-MASS, sugeriría fuertemente que tal vez R1 fue un objeto independiente de NGC 7650, que luego habría sido "capturado". La diferencia de velocidades entre R1 y la barra, son compatibles con la posibilidad de que esta región en realidad sea una galaxia enana capturada. Es necesario obtener información cinemática más completa, aunque también es cierto que la inclinación del sistema no es la más favorable para este tipo de estudios.

Para los dos siguientes objetos, se hicieron observaciones en CASLEO con la misma configuración instrumental utilizada para los sistemas pertenecientes a la muestra cinemática y se determinaron distribuciones de velocidades radiales heliocéntricas a partir de la línea de emisión  $H\alpha$ , en la forma usual. Aunque estos dos sistemas poseen abundantes datos en la literatura, en lo que concierne a información cinemática, no se disponía de curvas de velocidades radiales para los mismos.

### III.2. NGC 7130



**Figura III.7.** imagen B (DSS) de NGC 7130.



**Figura III.8.** Arriba y abajo a la izquierda: imagen K (Mulchaey 1997). Abajo, a la derecha: imagen obtenida con el "Hubble Space Telescope" (F606W), (Malkan et al. 1998).

IRAS 21453-3511 o NGC 7130 --- Sa pec, Clasificada como LINER Sy2 y con formación estelar circumnuclear. Este sistema es luminoso en el infrarrojo y está incluido en el catálogo de Dopita et al. (2002). Se observa en la imagen B (figura III.7) un disco del cual parten colas o brazos muy difusos. Se destacan condensaciones hacia el SW y hacia el NW. Las mismas no presentan líneas de emisión en nuestros espectros.

La estructura SW, parece ser una galaxia con apariencia desarmada, con velocidades aún no determinadas. Pensamos en un principio, que quizás podría tratarse de un objeto en proceso de fusión con NGC 7130 y la causa de la morfología perturbada de la galaxia mayor. Aunque en nuestros espectros y como ya comentamos antes, no detectamos  $H\alpha$  en esta estructura, en las

como una estructura muy difusa, por lo que parece más probable que se trate de una estructura de marea, producto de la interacción, y no de un objeto que no hubiese estado vinculado a NGC 7130.

El objeto NW es una galaxia con una velocidad heliocéntrica de 37365 km/s según NED ("*Nasa Extragalactic Database*"), por lo que no tiene relación física con el objeto que aquí se estudia. Tal vez el candidato más firme como perturbador de la morfología de NGC 7130, sea el que se encuentra a unos 12' hacia el Este de NGC 7130, 6dF J2149150-345301, el cual posee una velocidad similar a NGC 7130. La distancia proyectada entre ambos sería de unos 216 kpc.

En lo que sigue, analizamos en forma cualitativa, las curvas de velocidades observadas en 4 AP:

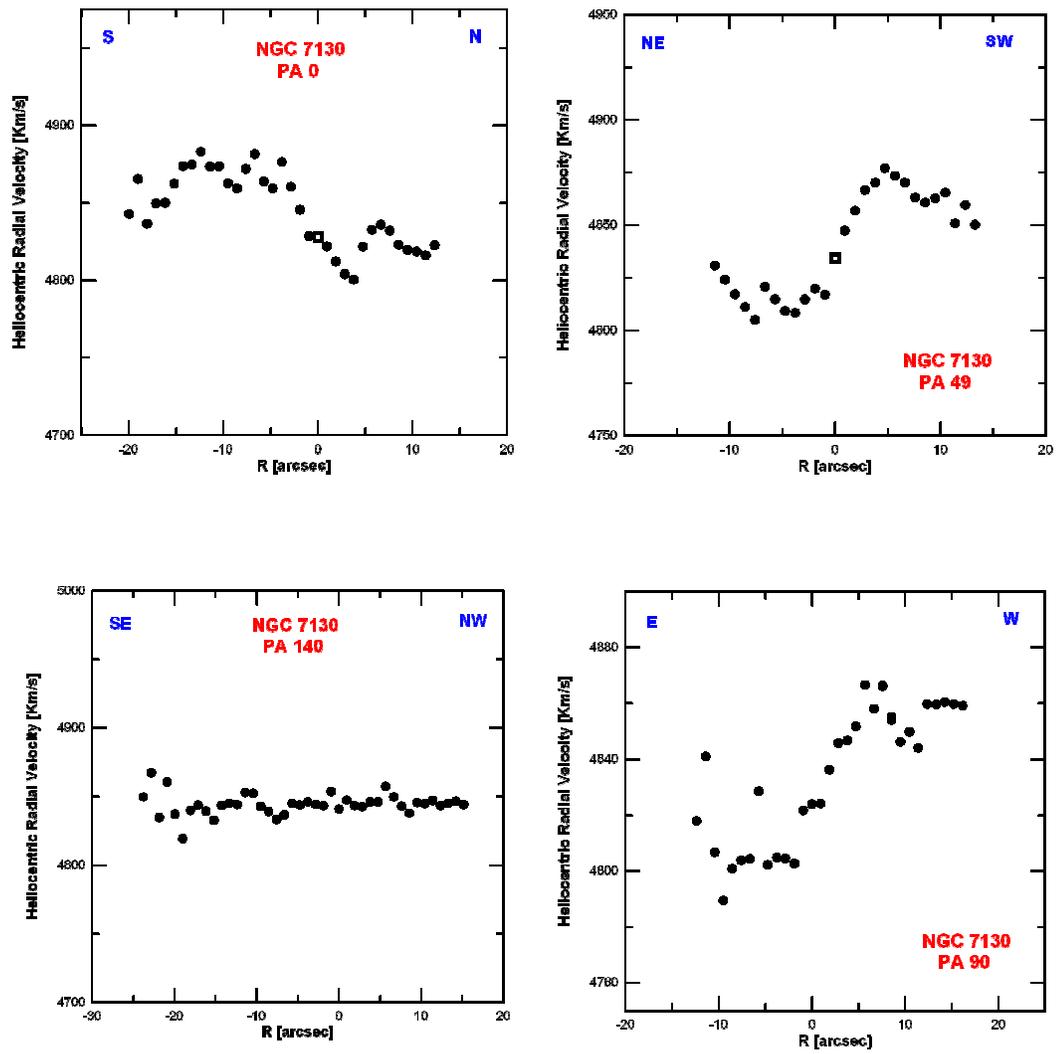
PA 49°: Rotación rígida en los (-4" a 5 ") 10" centrales. Fuera de esta zona, se observan caídas importantes en los valores de las velocidades.

PA 140°: distribución plana en las velocidades, desde -20" a 15". En este AP no se observa ninguna perturbación considerable en la curva de velocidades. Las variaciones en amplitud son pequeñas, no superando los 20 km/s.

PA= 0°. Se observa una pseudo-barra en imágenes en I y en K (ver figura III.8), aunque la morfología se hace clara al ver la imagen del HST. Esta estructura no cubre toda la extensión del disco de la galaxia, sino que desde el centro derivado a partir de imágenes en el azul, se extiende hacia el norte, con una longitud de 15". En este ángulo de posición es donde se notaría una mayor perturbación en la distribución de velocidades.

PA 90°= la región correspondiente a cuerpo rígido presenta asimetría con respecto al centro del continuo, 0" con una velocidad de  $V_{\text{helioc}} = 4840$  km/s, valor que coincide exactamente con el de NED, ubicándose entre -2" y 7". Centro cinemático en 4860 km/s (vobs), no llegando a los 1.9".

Este sistema presenta curvas de velocidades con distorsiones, aunque no queda claro cual es el objeto con que está interactuando o habría interactuado. Tal vez podría ser la mencionada estructura SW, la cual como ya se comentó, no presentaba líneas de emisión en el rango óptico, aunque no podemos asegurar que originariamente haya sido parte de la galaxia. Se requieren de más observaciones, sobre todo considerando la cinemática estelar, para poder verificar esta posibilidad.



**Figura III.9.** Distribución de velocidades radiales heliocéntricas de NGC 7130, para diferentes ángulos de posición.

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

Como el anterior sistema, este es un objeto luminoso en el infrarrojo y fue extraído del catálogo de Dopita et al. (2002) También consideramos que podemos incluir a este objeto en los sistemas de tipo M51 avanzados. Este es un objeto en proceso de fusión menor, como claramente se ve en imágenes en el cercano infrarrojo y las obtenidas con el “*Telescopio Espacial Hubble*”.

NGC 1614 está morfológicamente muy distorsionado, observándose largas colas de marea (figura III.10), una de ellas originándose en el extremo SW del cuerpo principal de la galaxia y extendiéndose en dirección suroeste, sobre la cual se destaca una región de emisión o tal vez una galaxia enana de marea, a 40” del centro de la galaxia mayor. A partir de esta región de emisión, se extiende aproximadamente 40” en la misma dirección. Del mismo extremo SW se extiende una estructura que se curva hacia el norte. También, teniendo el mismo origen se extiende un brazo/cola de menor tamaño, hacia el noreste, hasta unos 20” de longitud. Es notable en imágenes en I, prácticamente no se ven las estructuras mencionadas, aunque se destaca en la región nuclear, tal vez una barra abultada en sentido Este-Oeste. En la figura III.11 mostramos imágenes en el cercano infrarrojo y del “*Telescopio Espacial Hubble*”, donde es clara la presencia de una pequeña galaxia, la cual estaría en proceso de fusión con a galaxia mayor. Generalmente en la literatura se considera a NGC 1614, como un sistema que se encuentra en una etapa avanzada del proceso de fusión, aunque creemos que sería factible que la interacción con la estructura de menor tamaño, podría ser la responsable de las perturbaciones morfológicas observadas.

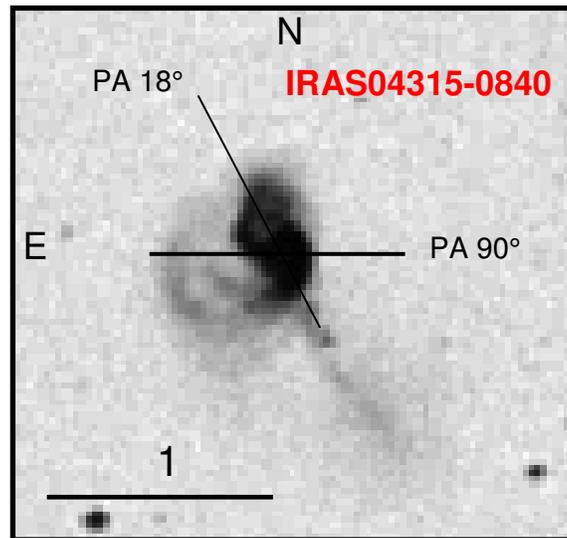
En lo que sigue, realizamos un análisis cualitativo de las curvas de velocidades determinadas, las cuales se muestran en la figura III.12:

PA 18°: Entre -4” y 4” la curva presenta rotación rígida. Hacia el SW se observa una notoria perturbación en la curva, presenta forma de U, como muchos sistemas en proceso de fusión, elevándose las velocidades hasta alcanzar valores similares a los del extremo NE. En los 2 kpc centrales el gradiente es muy elevado, de 72 km/s/kpc.

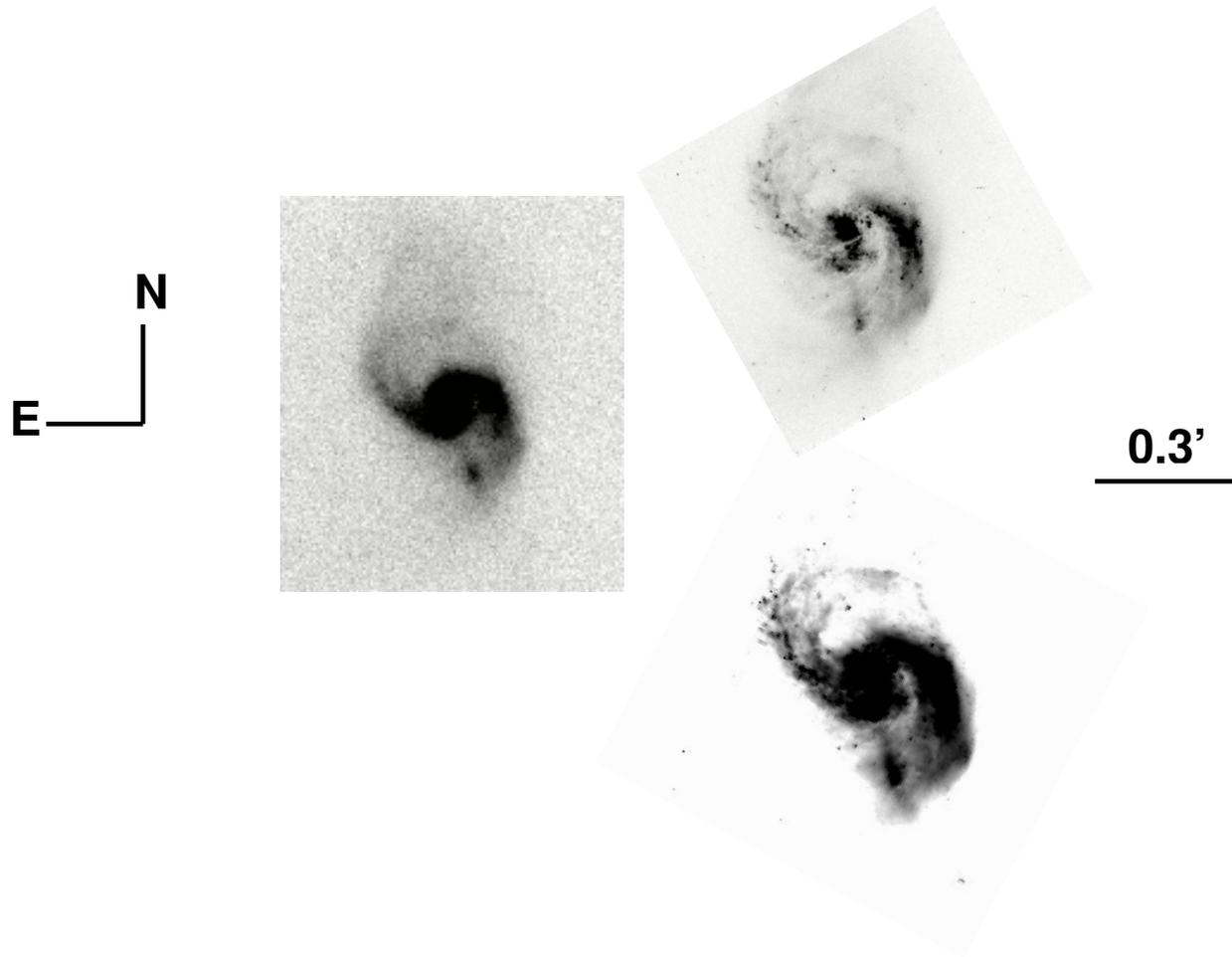
Para el AP cercano a 90°, las distorsiones no parecen ser importantes, aunque en la zona de rotación rígida (-6” a 6”) se observan algunos pequeños apartamientos (el gradiente entre -0.95” a 2.85” es un poco más plano que en las partes externas de la rotación rígida). La zona de rotación rígida comprende la estructura que se encuentra en dirección E-W antes mencionada. En esta zona el gradiente no es notable como en el otro AP, llegando a los 16 km/s/kpc.

Vemos que las asimetrías más notorias se dan en el AP que corresponde a la dirección del brazo de marea NE-SW. Es importante destacar que la región nuclear de la galaxia mayor, la galaxia enana y la cola de marea NE-SW, se ubican en la misma línea, por lo que sería razonable suponer que la presencia

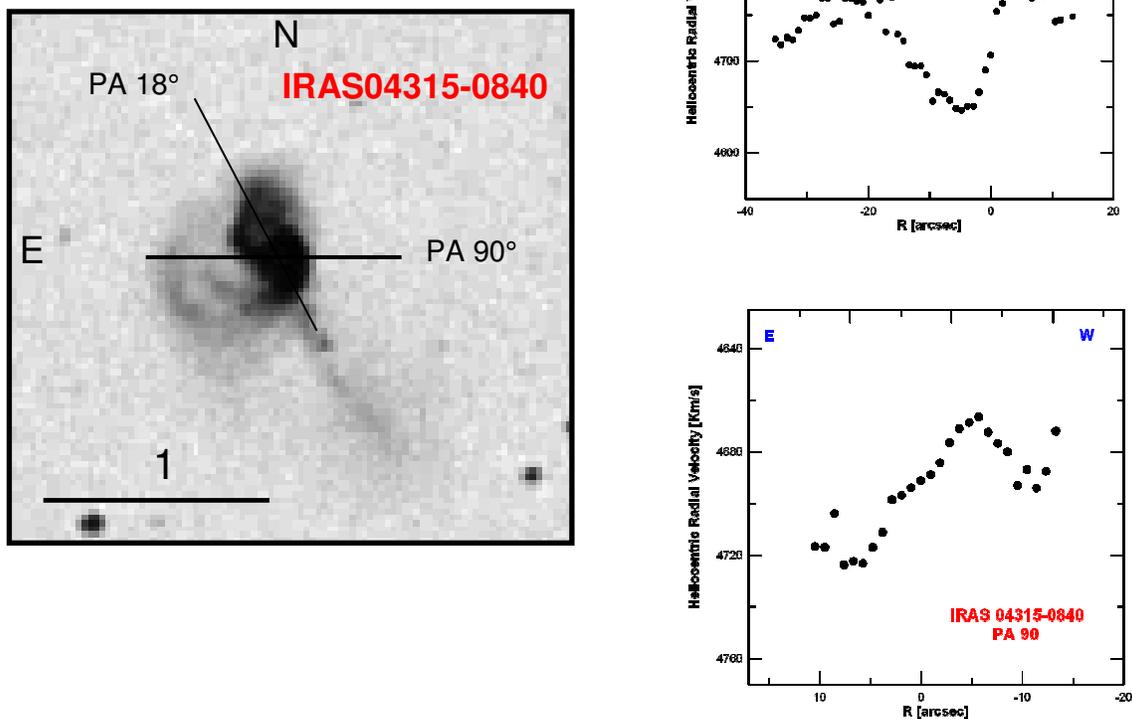
de la galaxia menor, estaría originando la curva distorsionada en forma de “U”, observada en el  $AP = 18^\circ$ .



**Figura III.10:** Imagen B (DSS) de IRAS 04315-0840 (NGC 1614).



**Figura III.11.** *Izq.:* Imagen K (2.2 μm) obtenida por Calzetti et al (1997) con KPNO; *der.:* imágenes del HST, con diferentes niveles de contraste (F606W).



**Figura III.12.** (izq.) Imagen B (DSS) de IRAS 04315-0840. (der.) Distribución de velocidades según AP 18° y AP 90°.

Las curvas de rotación de NGC 1614, muy distorsionadas, son propias de objetos en procesos de fusión y las perturbaciones cinemáticas y morfológicas son mayores que en NGC 7130. De este último objeto, por un proceso de descarte, queda como muy probable perturbador, la estructura ubicada a 30" SW del núcleo de NGC 7130.

### **III.5. Referencias**

Dopita et al. 2002, ApJSS 143, 47.

Gimeno, G., Díaz, R. J., & Carranza, G., 2004, AJ 128, 62.

Malkan, M, Gorjian, V, & Tam, R., 1998, ApJS 117, 25.

Mulchaey, J., Regan, M., & Kundu, A., 1997, ApJS 110, 299.

## Capítulo IV.

### **Fusiones de galaxias.**

En este capítulo nos proponemos realizar un estudio detallado en el rango óptico del espectro, del sistema AM 1003-435, el cual se encontraría en una etapa avanzada del proceso de fusión.

En el capítulo II hemos centrado nuestra atención en sistemas peculiares de tipo M51, es decir, objetos binarios en los cuales una galaxia de menor masa se ubica cerca del extremo de un brazo de marea, producto de la interacción gravitatoria con la galaxia menor. Luego hemos estudiado 3 posibles casos que se encontrarían en una etapa que podríamos considerar como intermedia entre los objetos de tipo M51 y el presente caso. AM 1003-435 es un sistema que presenta signos morfológicos de interacción como brazos de marea y en el que se destacan dos componentes principales. Sin embargo, la etapa de interacción en la que se encuentra no permite determinar fácilmente, por ejemplo, a cual de las componentes pertenecerían originariamente las estructuras de marea observadas, a diferencia de lo que sucedía con los anteriores sistemas de galaxias presentados en este trabajo de tesis.

En lo que sigue, mostraremos resultados derivados a partir del estudio espectrofotométrico, cinemático y dinámico de AM 1003-435.

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

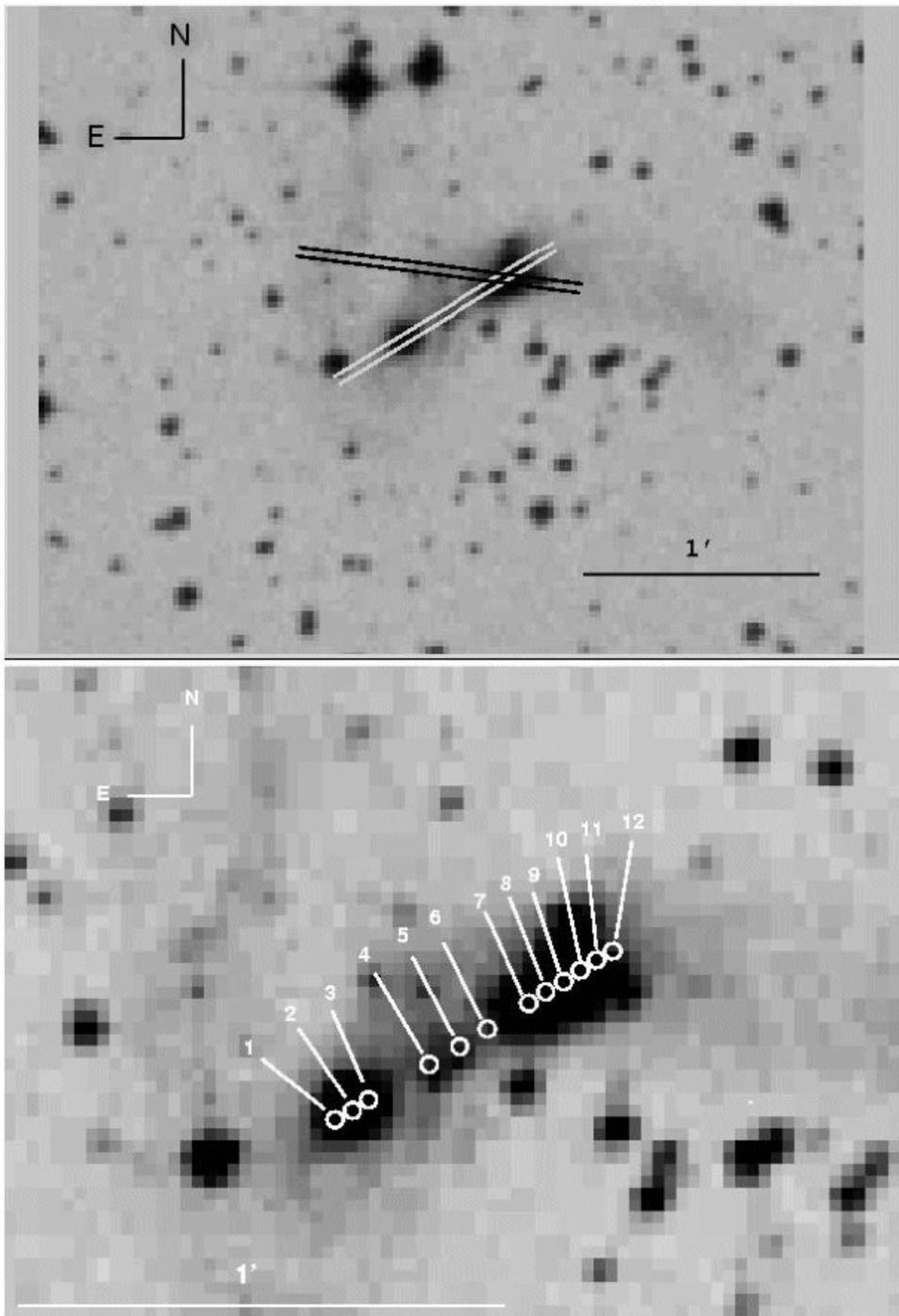
### IV.1. Introducción

En los últimos 50 años, se ha dado un crecimiento continuo tanto en el escenario teórico como observacional, acerca de las relaciones entre interacciones, formación estelar y evolución galáctica. Sin embargo, hay falta de precisión en la naturaleza exacta de las relaciones entre distinto tipo de interacciones y diferentes tipos de galaxias y se requiere de estudios anatómicos más detallados de objetos individuales. Estamos desarrollando un estudio sistemático de objetos, que bien definidos para testear el conocimiento físico actual de las interacciones, han sido pobremente revisados en la literatura. En el presente caso del sistema AM 1003-435 (ESO 263-IG003, IRAS 10037-4358, SGC 1003-440) las características morfológicas más destacables son dos componentes o núcleos separados por aproximadamente  $36''$  (equivalente a  $\sim 7.8$  kpc, considerando  $H_0 = 75$  km/s/Mpc.) conectado por un puente aparente que contiene algunas condensaciones brillantes; todo está contenido en una envoltura difusa que se extiende en dos largas colas opuestas dando al sistema el aspecto de una "S" distorsionada (Fig. IV.1), indicativo de interacciones gravitacionales intensas entre las componentes o en proceso de fusión. En imágenes directas en I e IR (del DSS por ejemplo) las regiones centrales de las componentes SE y NW presentan formas esféricas y elíptica, respectivamente. Muy cerca a esta última hay dos estrellas las que, en algunas imágenes en el azul, le dan una apariencia tri-lobulada. Aunque el sistema parece estar en una fase de interacción intensa, su luminosidad en el infrarrojo ( $L_{IR} < 10^{11} L_{\odot}$ ) es moderada, y la pregunta que nos hacemos es cual ha sido el rol de la estructura de las galaxias progenitoras y sus órbitas relativas en la historia de la formación estelar de este sistema particular.

### IV. 2. Observaciones y reducciones.

Las observaciones espectroscópicas de AM 1003-435 se llevaron a cabo en dos épocas. La primera se realizó el 2 de abril de 2003 con un espectrógrafo REOSC en el telescopio de 2.15 m de CASLEO, San Juan, Argentina. El *seeing* durante las observaciones fue de  $2''$ - $3''$  (FWHM). Tres exposiciones de 20 min c/u se obtuvieron con una ranura de  $2.8''$  de ancho y  $348''$  de largo, a lo largo de la dirección que une ambos núcleos (AP  $123^\circ$ , Fig. IV.1), usando una red de 300 l/mm, con lo que se cubrió un rango de 4200-7000 Å. La dispersión fue de 129 Å/mm, la dispersión recíproca 3.1 Å por píxel y la resolución de 8 Å. Los espectros fueron corregidos por extinción atmosférica y Galáctica y se hizo la calibración por flujo, con estrellas de Stone & Baldwin (1982). La escala angular fue de  $1.02''$  / píxel. El 10 de marzo de 2005 se hicieron observaciones con la misma configuración instrumental descrita arriba, pero con una red de 1200 l/mm, cubriendo un rango de 6300-7000 Å. La dispersión fue de 44 Å/mm, la dispersión recíproca 0.62 Å por píxel y la resolución de 3 Å. Se tomaron tres exposiciones de 60 min c/una a través de una ranura de  $3.3''$  de ancho y  $348''$  de largo, con un AP de  $78^\circ$ , el cual cubre el centro de la componente NW e intersecta el brazo NE. La reducción de los datos espectroscópicos se realizó

empleando los métodos estándar de los paquetes de reducción de IRAF (desarrollado por NOAO).



**Figura IV.1.** *Arriba:* Imagen en azul (placa de “Digitized Sky Survey”) de AM 1003-435. Superpuesta sobre la imagen se graficó la posición de la ranura, con el ancho utilizado para la toma de espectros; *Abajo:* las 12 regiones de AM 1003-435 para las que se derivó información espectroscópica.

### IV. 3. Espectroscopía.

Se obtuvo información espectroscópica de los centros de los dos núcleos, de sus zonas vecinas, y de las tres regiones de emisión del mencionado puente (Fig IV.1 y tabla IV.1). Los espectros de la región nuclear noroeste (NW) (Fig IV.2a) presentan intensas líneas de emisión, típicas de *starbursts*, mientras que los de la SE (Fig. IV.2b), muestra débiles líneas de emisión. Para analizar las líneas de emisión aisladas, siempre cuando fuese posible, se sustrajeron *templates* seleccionados de Bica (1988), para así descontar la contribución espectral estelar. Los *templates* S7 y S2 fueron los que mejor representan las poblaciones estelares en los núcleos NW y SE, respectivamente. Entonces la población estelar dominante en la región nuclear NW sería de tipo A, mientras que en la SE predominaría la de tipo estelar K. Estos espectros estarían influenciados por las estrellas evolucionadas lo cual explica las poblaciones estelares ajustadas. Las tres regiones asociadas al puente también presentan líneas de emisión y un débil continuo.

Para las doce regiones seleccionadas las intensidades de líneas medidas y corregidas  $F_\lambda$  y  $I_\lambda$  relativas a  $H\beta = 1.00$  (las regiones 2 y 9 corresponden respectivamente a los centros de las regiones SE y NW) son listadas en la Tabla IV.1, así como los errores, estimados a partir del nivel de ruido alrededor de cada línea. Los valores de  $c$  (extinción logarítmica en  $H\beta$ ) y los flujos corregidos de  $H\beta$  están dados en la parte de abajo de la tabla. En un diagrama de diagnóstico clásico de Veilleux & Osterbrock (1987),  $\log([O III] \lambda 5007 / H\beta)$  vs.  $\log([N II] \lambda 6583 / H\alpha)$ , los cocientes correspondientes a las regiones estudiadas son graficados. Todos los valores medidos corresponden a emisión de tipo región H II (ver Fig. IV.3).

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

Las abundancias relativas de oxígeno O/H y nitrógeno N/H y las temperaturas electrónicas  $T_e$  y densidades electrónicas  $N_e$  también fueron calculadas. Se adoptaron para las abundancias de oxígeno los valores promedio de las calibraciones semiempíricas de Edmunds & Pagel (1984). Las abundancias de nitrógeno se derivaron realizando las suposiciones usuales válidas para regiones H II. Debido a que la línea  $[O II] \lambda 3727$  no se encuentra dentro del rango de longitudes de onda observadas, se derivaron los cocientes  $\lambda 3727 / H\beta$  utilizando la primera ecuación de predicción de McCall, Rybsky & Shields (1985). Las temperaturas electrónicas se obtuvieron buscando los valores requeridos de  $T_e$  para las abundancias adoptadas de oxígeno. Las densidades electrónicas  $N_e$  fueron derivadas de los cocientes de  $[S II] \lambda 6717 / \lambda 6731$  (Osterbrock 1989). Estas densidades, aunque bajas, están dentro del rango de valores normales para regiones H II, así como las temperaturas. Estos resultados están listados en la tabla IV.2. Las abundancias relativas de oxígeno y nitrógeno del núcleo NW (región 9) son comparables a las de regiones de emisión galácticas ( $\sim 1$  y  $1.2$  respectivamente), y  $\sim 0.8$  y  $0.4$  de las solares; su cociente  $N/O = 0.06$  es coincidente con los valores normales en regiones galácticas, siendo aproximadamente la mitad de los respectivos cocientes solares. En el núcleo SE (región 2) la abundancia relativa de oxígeno

es  $\sim 0.4$  de las de regiones de emisión galácticas y  $\sim 0.3$  de las solares. Las distribuciones de estas abundancias (Fig. IV.4) presentan sus más altos valores en el núcleo NW y decrece con la distancia a éste, como se observa en los discos de muchas galaxias espirales (Evans 1986; Shields 1990). Las zonas del puente aparente continúan la tendencia decreciente ya mencionada. En la componente SE los valores de la abundancia de oxígeno son comparativamente bajos.

Table 1. Line Intensities relative to H $\beta$ .

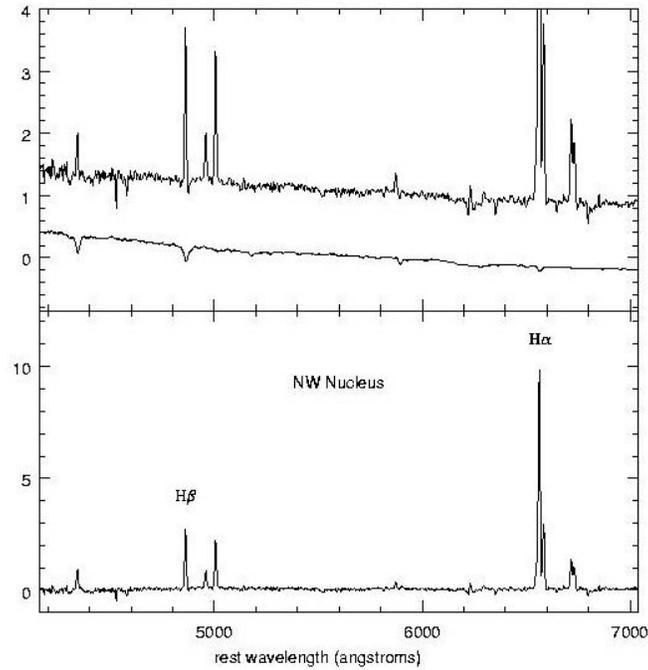
Line	$\lambda$ (Å)	$\frac{F_\lambda/F_\beta}{I_\lambda/I_\beta}$											
		Reg. 1 40'9	Reg. 2 36'4	Reg. 3 34'8	Reg. 4 24'4	Reg. 5 16'8	Reg. 6 10'7	Reg. 7 6'1	Reg. 8 3'1	Reg. 9 0''	Reg. 10 -3'1	Reg. 11 -6'1	Reg. 12 -9'1
H $\beta$	4861	1.00c 1.00	1.00c 1.00	1.00c 1.00	1.00c 1.00	1.00c 1.00	1.00c 1.00	1.00a 1.00	1.00b 1.00	1.00a 1.00	1.00a 1.00	1.00b 1.00	1.00c 1.00
[O III]	4959	- -	1.16c 1.13	- -	1.32c 1.29	0.74c 0.70	- -	0.97c 0.95	0.34a 0.33	0.31a 0.30	0.28b 0.27	0.60c 0.58	1.23c 1.14
[O III]	5007	4.46c 4.04	3.45c 3.35	- -	3.21c 3.15	2.56c 2.36	- -	1.52c 1.46	0.96a 0.93	0.86a 0.83	0.90a 0.87	1.55b 1.49	3.05c 2.76
[N II]	6548	0.99c 0.39	- -	- -	- -	- -	- -	0.60c 0.42	0.47b 0.35	0.60a 0.43	0.42a 0.30	0.37c 0.26	- -
H $\alpha$	6563	7.20c 2.85	3.80c 2.85	3.28c 2.85	3.41c 2.85	6.06c 2.85	7.12c 2.85	4.02b 2.85	3.80a 2.85	3.96a 2.85	3.97a 2.85	4.16b 2.85	7.46c 2.85
[N II]	6583	- -	- -	- -	1.04c 0.86	1.21c 0.57	- -	1.07c 0.76	1.24a 0.93	1.22a 0.87	1.24a 0.89	1.19b 0.81	1.52c 0.57
[S II]	6717	- -	- -	- -	- -	- -	- -	- -	0.60a 0.44	0.62a 0.44	0.71a 0.50	1.15b 0.77	1.59c 0.57
[S II]	6731	- -	- -	- -	- -	- -	- -	- -	0.38b 0.28	1.38a 0.27	0.48a 0.33	0.68b 0.45	- -
$C$		1.04	0.17	-	0.03	0.80	-	0.25	0.17	0.22	0.23	0.29	1.08
$\log I_\beta$		-14.55	-14.98	-	-14.63	-14.22	-	-14.80	-13.88	-13.48	-13.78	-14.43	-14.05

Note:  $F_\lambda$  is the observed flux.  $I_\lambda$  is the reddening corrected flux in units of  $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ .  $C$  is the H $\beta$  logarithmic extinction. Estimated errors:  $a \leq 10\%$ ,  $10\% \leq b \leq 20\%$ ,  $20\% \leq c$ . Distances are given with respect to region 9, being positives towards the Southeast.

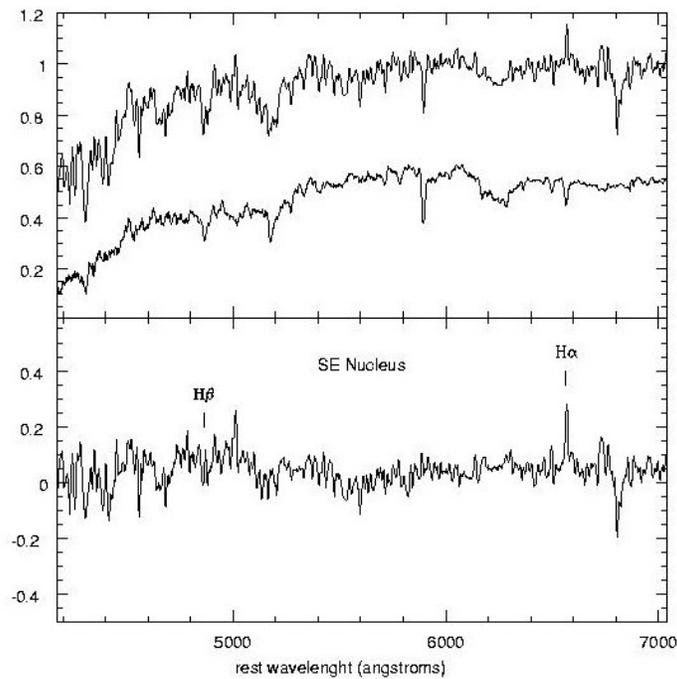
**Table 2.** Physical parameters.

Parameter	Reg. 1 40'9	Reg. 2 36'4	Reg. 3 34'8	Reg. 4 24'4	Reg. 5 16'8	Reg. 6 10'7	Reg. 7 6'1	Reg. 8 3'1	Reg. 9 0''	Reg. 10 -3''1	Reg. 11 -6''1	Reg. 12 -9''1
$\frac{N(\text{O})}{N(\text{H})} \times 10^4$	$2.0 \pm 1.8$	$2.2 \pm 2.0$	–	$2.4 \pm 0.5$	$3.1 \pm 1.0$	–	$3.8 \pm 1.5$	$5.1 \pm 1.0$	$5.6 \pm 0.6$	$5.6 \pm 0.3$	$4.3 \pm 0.4$	$2.8 \pm 1.3$
$\frac{N(\text{N})}{N(\text{H})} \times 10^5$	–	–	–	$1.4 \pm 1.4$	$1.6 \pm 1.6$	–	$1.9 \pm 1$	$3.6 \pm 1.8$	$3.6 \pm 1.7$	$3.6 \pm 1.7$	$2.9 \pm 1.6$	$1.9 \pm 1.7$
$\frac{N(\text{N})}{N(\text{O})}$	–	–	–	0.06	0.05	–	0.05	0.07	0.06	0.06	0.07	0.07
$T_e$ (K)	10100	9850	–	9180	8780	–	8185	7540	7370	7390	8000	9080
$N_e(\frac{\text{cm}}{\text{cm}})^3$	–	–	–	–	–	–	–	10	10	10	10	–
$EW(\text{H}\alpha)(\text{\AA})$	$2 \pm 0.25$	$2 \pm 0.25$	$2 \pm 0.25$	$71 \pm 37$	$79 \pm 28$	$56 \pm 12$	$32 \pm 11$	$90 \pm 7$	$119 \pm 8$	$92 \pm 10$	$53 \pm 7$	$39 \pm 17$
$V_{\text{HEL.}}(\text{km s}^{-1})$	$3350 \pm 18$	$3341 \pm 28$	$3308 \pm 16$	$3236 \pm 40$	$3301 \pm 34$	$3368 \pm 40$	$3357 \pm 24$	$3362 \pm 28$	$3386 \pm 16$	$3380 \pm 18$	$3316 \pm 18$	$3274 \pm 36$

Note: Distances are as in Table 1.



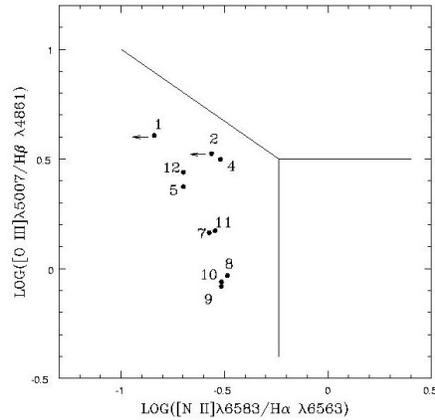
(a)



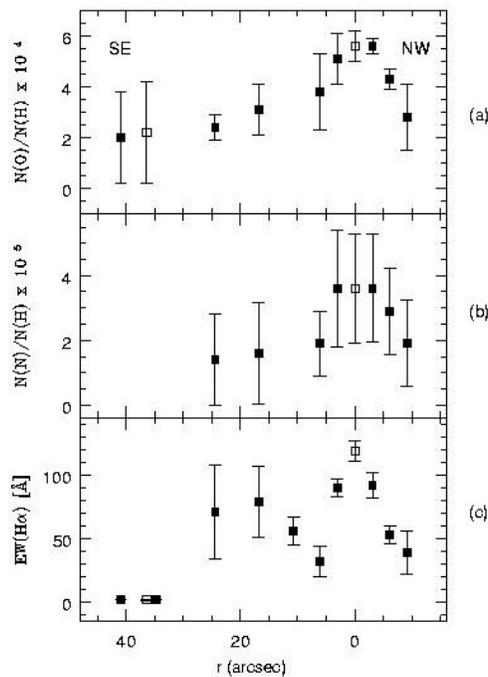
(b)

**Figura IV.2. a)** (*panel superior*) Espectro del núcleo noroeste de AM 1003-435 antes (*arriba*) de la sustracción del “template” estelar S7. (*Panel inferior*) Espectro del núcleo noroeste luego de la sustracción del “template”. Las ordenadas están dadas en unidades arbitrarias.

**Figura IV.2. b)** (*panel superior*) Espectro del núcleo sureste de AM 1003-435 antes (*arriba*) de la sustracción del “template” estelar S2 (*abajo*). (*Panel inferior*) Espectro del núcleo sureste luego de la sustracción del “template”. Las ordenadas están dadas en las mismas unidades arbitrarias de **a**).



**Figura IV.3.**  $\text{LOG}([\text{O III}]\lambda 5007/\text{H}\beta \lambda 4861)$  vs.  $\text{LOG}([\text{N II}]\lambda 6583/\text{H}\alpha \lambda 6563)$  de las regiones estudiadas. Considerando que no fue posible obtener mediciones confiables de  $F_{[\text{N II}]\lambda 6583}$  en las regiones 1 y 2, debido al ruido del continuo y considerando este ruido como un límite para el flujo de la línea del nitrógeno, se estima que en este caso  $F_{[\text{N II}]\lambda 6583}/F_{\beta}$  no sería mayor que 1, por lo que esto fija un valor máximo para  $F_{[\text{N II}]\lambda 6583}/F_{\alpha}$ .



**Figura IV.4:** **a)** Abundancia  $N(\text{O})/N(\text{H})$  vs. distancia. Los cuadrados blancos corresponden a los centros de las regiones SE (región 2) y NW (región 9). Las distancias están dadas con respecto a la región 9 y son positivas hacia el SE. **b)** Abundancia  $N(\text{N})/N(\text{H})$  vs. distancia. **c)** Ancho equivalente de  $\text{H}\alpha$  vs. distancia. Los errores de las abundancias fueron estimados tomando en cuenta los errores de los flujos de las líneas, siendo estos flujos a su vez utilizados en los gráficos de Edmunds & Pagel (1984). Los errores de las abundancias de nitrógeno fueron estimados propagando errores en las expresiones de abundancias iónicas de Díaz (1985).

### IV.3.2. Anchos equivalentes

Se midieron los anchos equivalentes  $EW(H\alpha)$  (tabla IV.2 y Figura IV.4c) y  $EW(H\alpha + [N II])$  de las regiones seleccionadas, de los espectros integrados de las regiones nucleares, y del espectro integrado del sistema. Para el núcleo NW (región 9) ellos resultaron  $EW(H\alpha) = 119 \text{ \AA}$  y  $EW(H\alpha + [N II]) = 173 \text{ \AA}$ , valores indicativos de una muy intensa actividad de formación estelar lo que confirma su naturaleza *starburst* (Liu & Kennicutt 1995), mientras que para el núcleo SE (región 2) se encontró un valor de  $EW(H\alpha) = 2 \text{ \AA}$ . Se obtuvieron edades indicativas de  $\sim 6.2 \times 10^6$  años y  $\sim 2.2 \times 10^7$  años, respectivamente, para los brotes de formación estelar, de acuerdo al modelo para *burst* instantáneo con metalicidades de  $0.6 Z_{\odot}$  y  $0.3 Z_{\odot}$  (valores derivados de las curvas similares correspondientes a  $1$  y  $0.2 Z_{\odot}$ , y a  $0.2$  y  $0.4 Z_{\odot}$ , de Leitherer et al. 1999). Sin embargo, probablemente sería más apropiado en el caso del objeto SE, considerar el modelo de formación estelar continuo, debido a que el continuo del espectro corresponde a una componente estelar más evolucionada, además de que en el espectro se observan fuertes absorciones, por lo que seguramente han tenido lugar múltiples eventos de formación estelar.

El espectro integrado de la componente NW, típico de un *starburst* (Liu & Kennicutt 1995), con  $EW(H\alpha) = 87 \text{ \AA}$  y  $EW(H\alpha + [N II]) = 126 \text{ \AA}$ , corresponde a una galaxia de tipo Sc/Im. Es además muy similar al de NGC 4194, una galaxia Sm/Im pec, la cual está dominada por un *starburst* y presenta evidencia de un *merger* reciente (Kennicutt 1992). El espectro integrado de la componente SE, característico de sistemas baja actividad de formación estelar (Liu & Kennicutt 1995), corresponde a galaxias de tipo Sa-Sab. En estos tipos morfológicos el ancho equivalente en  $H\alpha$  es usualmente de sólo unos pocos *angstroms*, lo cual está de acuerdo con el que encontramos de  $\sim 4 \text{ \AA}$ . Del espectro integrado del sistema AM 1003-435, se derivaron  $EW(H\alpha) = 46 \text{ \AA}$  y  $EW(H\alpha + [N II]) = 62 \text{ \AA}$ . Para *mergers* se ha encontrado en promedio  $EW(H\alpha + [N II]) = 59 \text{ \AA}$  indicando una significativa intensificación en la tasa de formación estelar en comparación con galaxias aisladas (Liu & Kennicutt 1995), por lo tanto el valor aquí obtenido de  $62 \text{ \AA}$  refleja la naturaleza *merger* del sistema, tal como lo sugiere su morfología. Por otro lado, los tipos morfológicos aquí asignados a ambas componentes de acuerdo a sus características espectrales, están de acuerdo con la clasificación de Lauberts & Valentijn (1989) basada en parámetros fotométricos.

Los valores tan diferentes de los anchos equivalentes derivados de los tres espectros integrados mencionados indicarían que no hay actividad de formación estelar global, y que ésta está particularmente intensificada en la región nuclear NW. La figura IV.4c además muestra que la actividad de formación estelar es apreciable en el puente aparente y comparativamente muy baja en la región nuclear SE. Por lo tanto, la actividad de formación estelar observada, presumiblemente inducida por interacciones, no tiene lugar en ambos núcleos. Esto es compatible con la actividad intensificada detectada por Joseph et al (1984) and Bernlöhr (1993) en sólo un núcleo de pares de galaxias, y por Agüero et al (1999) en otro objeto con dos núcleos; por otro lado esto difiere de los resultados de Sekiguchi & Wolstencroft (1992)

quienes observaron esa actividad en ambos núcleos de algunos pares de galaxias. La baja formación estelar en el núcleo SE, a pesar de la interacción supuestamente presente, sugiere que AM 1003-435 es visto luego del pico de actividad del progenitor SE. Éste dispondría de poco material para la formación estelar, mientras que la componente NW tendría suficiente cantidad de gas para sostener el *starburst* observado. Esto es compatible con los tipos morfológicos de estas componentes, derivados de sus espectros integrados.

### IV.3.3. Luminosidades

Las luminosidades en H $\alpha$  derivadas de los espectros integrados del sistema AM 1003-435 y de la componente NW, la cual incluye la mayor parte de la emisión en H $\alpha$ , son respectivamente  $(L_{H\alpha})_{\text{Sistema}} \geq 3 \times 10^7 L_{\odot}$  y  $(L_{H\alpha})_{\text{NW}} \geq 2 \times 10^7 L_{\odot}$  por lo que aproximadamente el 70 % de la  $(L_{H\alpha})_{\text{S}}$  correspondería a la contribución de la componente NW. Estos valores son límites inferiores debido a que debería existir alguna contribución en H $\alpha$  originada fuera de la cobertura de la ranura, la cual abarca 610 pc. Pero además contamos con una imagen en H $\alpha$  de este sistema y como se puede ver en la figura IV.9, la emisión en H $\alpha$  está muy concentrada en ambas componentes. Comparando con M 82, objeto que ha sido muy estudiado, el *starburst* y por lo tanto su luminosidad en H $\alpha$ , está confinados dentro de una región de  $\sim 500$  pc. de tamaño (Moorwood 1996). Más aún, si el *starburst* está extendido a las regiones azules en el mapa de color de Reduzzi & Rampazzo (1996), luego un mínimo de 50 % de la emisión en H $\alpha$  debería haber sido cubierta por la ranura, cuando también consideramos el pico del perfil de la figura IV.5. Por lo tanto, estimamos una luminosidad máxima en H $\alpha$  de  $(L_{H\alpha})_{\text{NW}} \leq 10^8 L_{\odot}$ .

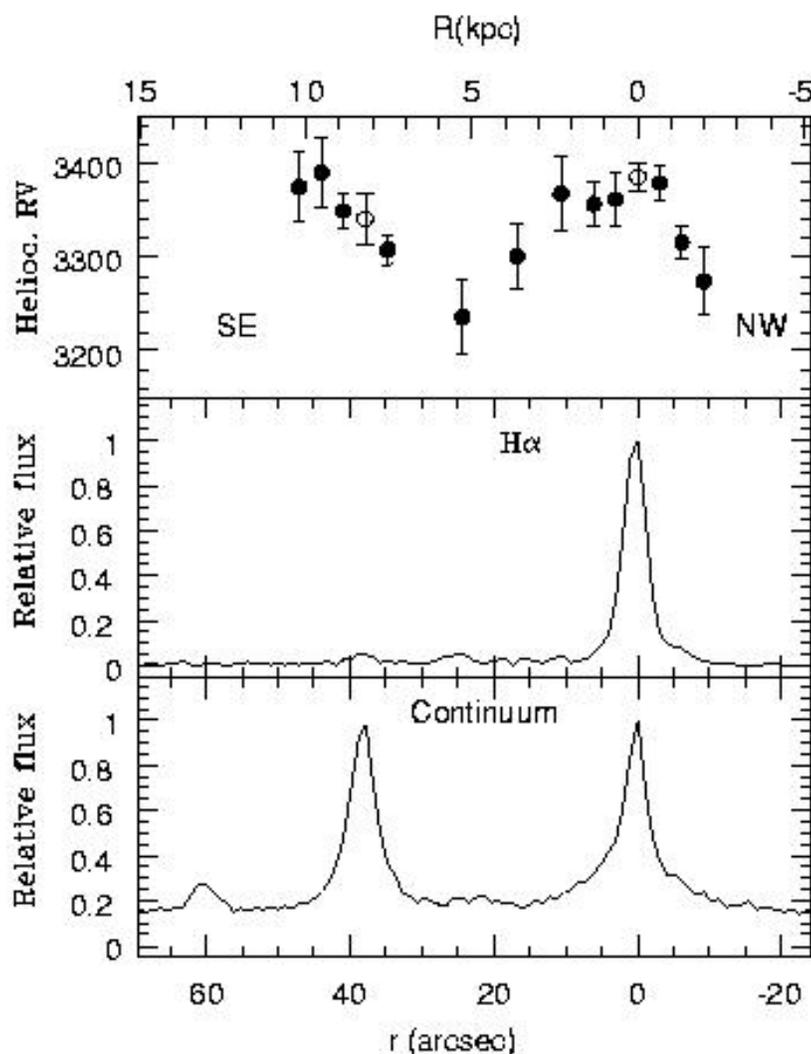
Las interacciones gravitacionales no habrían intensificado significativamente la emisión IR de AM 1003-435 en relación a otros *mergers* debido a que, a partir de datos de IRAS, y adoptando FIR de Sanders & Mirabel (1996) fue obtenido  $L_{\text{IR}} = 2.5 \times 10^{10} L_{\odot}$ ; este valor es comparable a los de las arquetípicas M82, NGC253 y NGC7714, galaxias *starburst* de moderada actividad las cuales tienen luminosidades en el infrarrojo de unas pocas  $10^{10} L_{\odot}$ . La baja resolución espacial de los datos IRAS hacen que la fuente de flujo infrarrojo sea incierta, pero si se acepta que la radiación infrarroja tiene el mismo origen que la emisión en H $\alpha$ , se puede considerar que la radiación IR proviene principalmente de la componente NW.

Los índices de color obtenidos en el lejano infrarrojo,  $\alpha(60,25)$  y  $\alpha(100,60)$  también señalan a AM 1003-435 como un *starburst*, lo cual está de acuerdo con los datos espectroscópicos.

Una estimación de la tasa de formación estelar fue derivada a partir de  $dM/dt = 7 \times 10^{11} (L_{\text{IR}}/L_{\odot}) [M_{\odot}/\text{año}]$  (Scoville & Young 1983)  $\sim 2 [M_{\odot}/\text{año}]$ , lo cual es muy cercano a los valores de M82 y NGC253, y muestra que la correspondiente actividad en AM 1003-435 es moderada también.

#### IV. 3.4. Velocidades Radiales

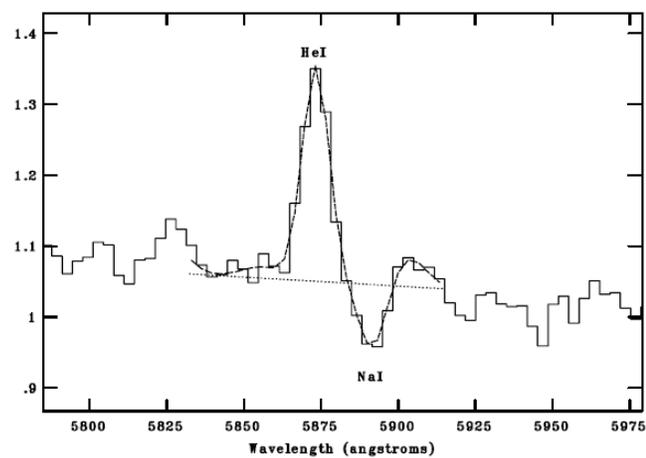
Las velocidades radiales de las zonas estudiadas fueron derivadas (ver tabla IV.2) midiendo los centroides de curvas *gaussianas* ajustadas a las líneas de emisión más intensas. Se chequeó que los errores de los ajustes provistos por la tarea de IRAF “*rvidlines*” (multiplicados por dos) fueran del mismo orden de magnitud que las diferencias en velocidad que resultan de sumar porciones del continuo adyacente, para evaluar las diferencias producidas por el ruido del ajuste. Por lo tanto se adoptó el criterio de reportar  $2\sigma$  como incerteza, donde  $\sigma$  es el error dado por la tarea de IRAF. Las velocidades radiales heliocéntricas resultantes de los núcleos NW y SE son  $V_{NW} = (3386 \pm 20) \text{ km s}^{-1}$  y  $V_{SE} = (3341 \pm 30) \text{ km s}^{-1}$ , respectivamente. La velocidad promedio fue adoptada como la velocidad sistemática de AM 1003-435, la cual referida al “*Galactic System of Rest*” es  $V_{GSR} = 3365 \text{ km s}^{-1}$ , implicando una distancia de 45 Mpc ( $H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ ) y una escala de  $217 \text{ pc (")}^{-1}$ . La distribución de velocidad a lo largo de la línea que une ambos núcleos (Fig. IV.5) presenta intensas distorsiones con un importante gradiente de  $44 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$  a lo largo del puente o brazo de marea. La distribución del flujo en H $\alpha$  (con el continuo sustraído) y del continuo (la señal a  $60''$  corresponde a una estrella) se muestran también en esta figura. El flujo en H $\alpha$  indica que la formación estelar en el mencionado brazo es comparable a la del núcleo SE, y significativamente menor a la del NW. El continuo muestra, aparte de la contribución estelar localizada con aproximadamente el mismo brillo en ambos núcleos, que la componente NW presenta bulbo y disco bien marcados, mientras que la SE muestra un importante bulbo solamente, indicativo de un tipo morfológico más bien temprano, reforzando la clasificación morfológica asignada antes. Esta traza de disco en la componente NW es compatible con el vestigio de disco detectado en imágenes en *J* y en *K* de la “*NASA/IPAC Infrared Science Archive*”. Es también compatible con la forma elongada que presenta la región nuclear de esta componente, en contraposición a la muy regular y esférica de la SE en imágenes *R* e *IR* del DSS. La línea de absorción del NaI  $\lambda 5893$  fue detectada en la emisión continua de ambos núcleos (ver figuras IV.6a y IV.6b) y sus correspondientes dispersiones de velocidades estelares resultaron  $\sigma_{NW} = (207 \pm 27) \text{ km s}^{-1}$  y  $\sigma_{SE} = (147 \pm 16) \text{ km s}^{-1}$ . Como una primera aproximación, la dispersión de velocidad de los bulbos está todavía relacionada con las masas originales del sistema en colisión. Esta clase de aproximación ha sido usada en trabajos previos de sistemas en fusión donde la región central no está todavía dinámicamente relajada (ver Agüero et al. 2001), por lo tanto, a partir de las dispersiones de velocidades obtenidas y asumiendo una distribución Maxwelliana fue posible obtener las masas de los sistemas progenitores, las cuales resultaron:  $M_{NW} \sim 1.5 \times 10^{11} M_{\odot}$  y  $M_{SE} \sim 6 \times 10^{10} M_{\odot}$ .



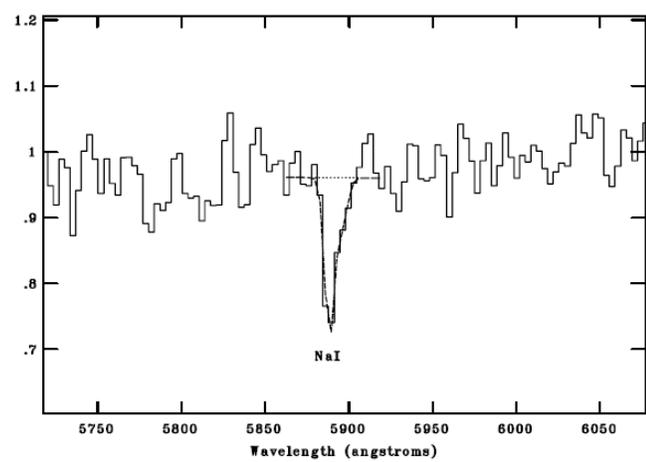
**Figura IV.5** (Arriba) Distribución de velocidad radial heliocéntrica a lo largo de  $AP = 123^\circ$ . Los valores corresponden a los promedios de velocidades de las líneas de emisión más brillantes. Los círculos abiertos corresponden a los centros de las regiones nucleares SE (región 2) y NW (región 9). Las distancias están dadas igual que en la Fig. 4 (Medio) Distribución del flujo de  $H\alpha$  (continuo sustraído) a lo largo del mismo ángulo de posición. (Abajo) Distribución del continuo a lo largo del mismo ángulo de posición.

Cuando (i) considerando que las inclinaciones entre el eje polar y la dirección de la visual son de  $60^\circ$  y  $20^\circ$ , para las componentes NW y SE, respectivamente, (ii) usando la mitad del ancho cinemático del perfil integrado en  $H\alpha$ , como una aproximación para la amplitud de la curva de rotación y (iii) asumiendo que esta curva permanece plana hasta el radio más externo de la galaxia, la masa kepleriana sería de  $M_{NW} \sim (2.5 \pm 1) \times 10^{11} M_\odot$  para la componente NW y  $M_{SE} \sim (5.2 \pm 2) \times 10^{10} M_\odot$  para la componente SE. Estos valores son similares a los obtenidos anteriormente. Por otro lado, adoptando el cociente para *starbursts* moderados  $L_{IR}/M_{gas} = 20$  y asumiendo que aproximadamente el 70 % de la  $L_{IR}$  también proviene del núcleo NW, masas

de gas indicativas de las dos componentes fueron derivadas:  $M_{\text{gasNW}} \sim 9 \times 10^8 M_{\odot}$  y  $M_{\text{gasSE}} \sim 4 \times 10^8 M_{\odot}$ . Se derivaron también velocidades radiales para el ángulo de posición  $PA = 78^{\circ}$  (Fig. IV.7), el cual cruza el núcleo NW y el brazo noreste. La velocidad del brazo está desplazada hacia el azul con respecto a la de la componente NW, lo cual resulta compatible con las simulaciones numéricas, las cuales son descritas en la siguiente sección. La distribución de velocidad radial es prácticamente plana para los puntos que pertenecen a la componente NW, por lo que este ángulo de posición correspondería al eje menor cinemático del subsistema.

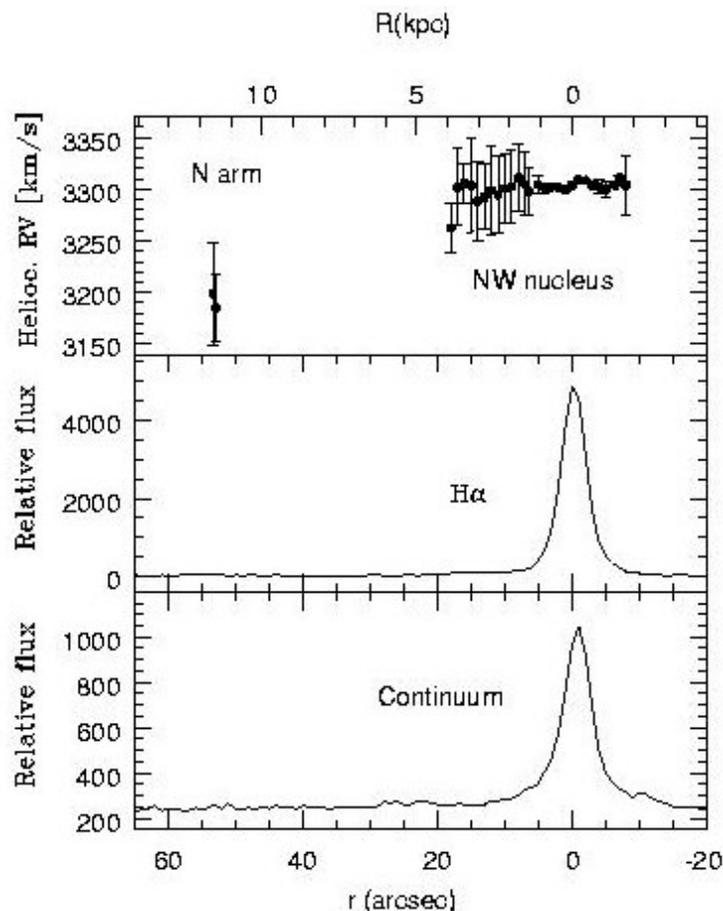


(a)



(b)

**Figura IV.6 a)** Ajuste gaussiano de la línea de absorción de NaI  $\lambda$  5893 en el espectro del núcleo NW. Nótese la línea de emisión nebulosa adyacente HeI  $\lambda$  5876. La ordenada está en unidades arbitrarias. **b)** ajuste gaussiano de la línea de absorción de NaI  $\lambda$  5893 en el espectro del núcleo SE. La ordenada está en unidades arbitrarias.



**Figura IV.7.** (*arriba*) Distribución de velocidades radiales heliocéntricas a lo largo de  $AP = 78^\circ$ . El origen está ubicado en el centro de la componente NW y se considera positivo en la dirección del brazo norte. (*medio*) Distribución del flujo en  $H\alpha$  (continuo sustraído) a lo largo del mismo ángulo de posición. (*abajo*). Distribución del continuo a lo largo del mismo ángulo de posición.

#### IV. 4. Modelo del encuentro

Para entender la evolución dinámica de AM 1003-435, se simuló el encuentro entre las componentes del sistema, siguiendo la evolución de los contenidos estelar y gaseoso. Las simulaciones fueron realizadas por los Dres. I. Rodrigues y R. Díaz, usando el código GADGET-2 (Springel et al. 2001, Springel 2005). El modelo de galaxia fue construido siguiendo las prescripciones generales suministradas por Hernquist (1993), incluyendo una componente de disco gaseoso. Los modelos iniciales de cada galaxia del par fueron construidos basados en los tamaños observados, masas y distribución de velocidades radiales. Se asumió que el modelo correspondiente a la componente NW posee una curva de rotación que alcanza una amplitud máxima de  $180 \text{ km s}^{-1}$  a los 7 kpc., con una masa total de  $1.5 \times 10^{11} M_\odot$  y se consideran las siguientes componentes: un disco estelar, un disco gaseoso, un bulbo y un halo de materia oscura. Se utilizó un número total de 25600 partículas. Para el modelo de la componente SE se

asumió una curva de rotación que alcanza una amplitud máxima de  $130 \text{ km s}^{-1}$  a los 6 kpc, una masa total de  $6 \times 10^{10} M_{\odot}$  y un conjunto similar de componentes, pero en este caso con un bulbo más prominente. Se utilizó el mismo número total de partículas que en la otra componente. Los halos de materia oscura de ambas componentes se asumieron como el triple de la masa de las componentes “visibles” (disco gaseoso y estelar más bulbo). Este valor no está bien restringido por las observaciones aunque se puede justificar por la presencia de brazos de marea bien desarrollados, los cuales son indicativos de un pozo de potencial no muy profundo y por lo tanto de un halo oscuro de baja masa. Los principales parámetros que describen el modelo de encuentro seleccionado están listados en la tabla IV.3.

Tabla IV.3

Table 3. Parameters used for the best model.

	Model units*	Phys. units
<b>NW model parameters</b>		
Number of particles in stellar disk	8192	
Disk total mass	0.54	$3.02 \times 10^{10} M_{\odot}$
Disk radial scale length	0.7	2.45 kpc
Disk vertical scale thickness	0.07	0.245 kpc
Reference radius $R_{\text{ref}}$	1.3	4.55 kpc
Toomre Q at $R_{\text{ref}}$	1.4	
Number of particles in gas disk	8192	
Gas disk total mass	0.054	$3.02 \times 10^9 M_{\odot}$
Gas disk radial scale length	1.05	3.675 kpc
Gas disk vertical scale thickness	0.021	0.0735 kpc
Toomre Q at $R_{\text{ref}}$	1.1	
Number of particles in bulge	1024	
Bulge total mass	0.054	$3.02 \times 10^9 M_{\odot}$
Bulge radial scale length	0.14	0.49 kpc
Number of particles in halo	8192	
Halo mass	2.04	$1.14 \times 10^{11} M_{\odot}$
Halo cutoff radius	7.0	24.5 kpc
Halo core radius	0.7	2.45 kpc
<b>SE model parameters</b>		
Number of particles in stellar disk	8192	
Disk total mass	0.23	$1.28 \times 10^{10} M_{\odot}$
Disk radial scale length	0.6	2.1 kpc
Disk vertical scale thickness	0.06	0.21 kpc
Reference radius $R_{\text{ref}}$	1.5	5.25 kpc
Toomre Q at $R_{\text{ref}}$	1.4	
Number of particles in gas disk	8192	
Gas disk total mass	0.023	$1.28 \times 10^9 M_{\odot}$
Gas disk radial scale length	0.9	3.15 kpc
Gas disk vertical scale thickness	0.004	0.014 kpc
Toomre Q at $R_{\text{ref}}$	1.1	
Number of particles in bulge	1024	
Bulge total mass	0.046	$2.57 \times 10^9 M_{\odot}$
Bulge radial scale length	0.12	0.42 kpc
Number of particles in halo	8192	
Halo mass	0.86	$4.80 \times 10^{10} M_{\odot}$
Halo cutoff radius	5.7	19.95 kpc
Halo core radius	0.57	1.995 kpc
<b>Encounter parameters from our best model</b>		
Pericenter distance	2.0	7.0 kpc
Present distance	2.4	8.4 kpc
Pericenter vector direction**	(-0.933, 0.357, 0.0473)	
Orbital plane normal vector direction***	(0.067, 0.0432, 0.997)	
Initial galaxy separation	12.6	44.1 kpc

Notes: \* Simulations were done in a system of units with  $G = 1$ . Model units scale to physical ones such that length unit is 3.5 kpc, unit velocity  $262 \text{ km s}^{-1}$ , unit mass  $5.586 \times 10^{10} M_{\odot}$ , and unit time 13.062 Myr. \*\* Vector components defined in a Cartesian reference frame ( $X, Y, Z$ ), with  $X$  to the North,  $Y$  to the West, and  $Z$  in the line of sight direction, with positive values towards the observer. \*\*\* The orbital plane's normal vector is the direction of the orbital angular momentum (reference frame defined as in \*).

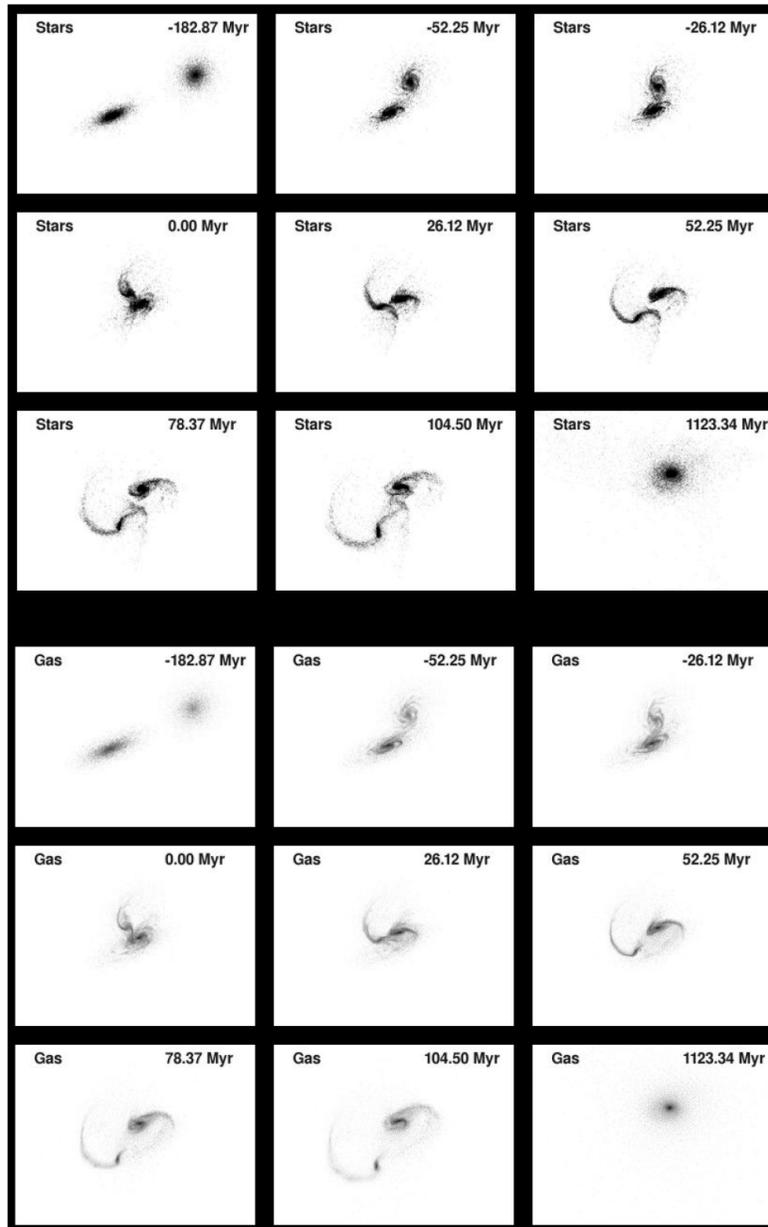
Asumiendo que sucedió solamente un encuentro cercano, se consideraron órbitas parabólicas que satisficieran las restricciones observacionales, es decir: posición actual de las galaxias, la componente radial de los vectores de velocidad de las galaxias y el hecho de que los brazos de marea observados son típicos de encuentros progrados. De esta

manera, los parámetros libres fueron la distancia al pericentro, la componente en la línea de la visual de la distancia entre las galaxias y la velocidad radial (dentro del rango de incerteza observacional). A partir de este proceso, se obtuvieron una gran cantidad de posibles órbitas, las cuales fueron clasificadas en familias. Se realizó un conjunto de 15 simulaciones, siendo la elección final el resultado de comparar morfología y distribuciones de velocidades con la información observacional.

La figura IV.8 muestra la evolución del encuentro que mejor reproduce las restricciones observacionales, según el cual las galaxias se aproximan una a la otra, a lo largo de una órbita parabólica con una distancia perigaláctica de  $q = 7.0$  kpc. El tiempo se muestra en millones de años (Myr) en el borde superior derecho de cada imagen, con respecto al tiempo que corresponde al pericentro de la órbita. Las imágenes que han sido identificadas como las más similares al estadio del sistema observado, según su morfología y cinemática, indican que el *perigalacticum* habría ocurrido aproximadamente unos 26 millones de años atrás.

La formación en la componente NW habría comenzado durante o después del *perigalacticum*. La cola noreste pertenecería al progenitor SE y sería más azul (ver el mapa de color de Reduzzi & Rampazzo (1996); la orientación Este-Oeste está invertida en su descripción) que la cola Oeste, debido al alto contenido de gas y estrellas del disco que provienen del menos masivo y desarmado cuerpo SE. De acuerdo a las simulaciones, el puente entre los núcleos se origina como una cola de marea con un alto contenido en gas, el cual alimentaría la formación estelar observada. Como el puente tiene los mismos colores observados que la cola NE, parece plausible que en esta cola tenga lugar formación de estrellas, en este caso alimentada por el material del disco del progenitor SE.

En el escenario descrito las galaxias finalmente se fusionarán (distancia entre los núcleos menor a 1 kpc) en aproximadamente  $8 \times 10^8$  años.



**Figura IV.8:** Evolución del modelo de encuentro seleccionado (tabla 3), la componente estelar es descrita en los 9 paneles superiores y la gaseosa en los paneles inferiores. El tiempo se muestra en *Myr* en la esquina superior derecha de cada *frame*, con respecto al pericentro orbital. El estadio observado del sistema correspondería a los *frames* de 26.12 *Myr*.

## IV. 5. Conclusiones

El sistema AM 1003-435, compuestos de dos galaxias fuertemente interactuantes, fueron estudiadas espectroscópicamente. A partir de los datos derivados, los principales resultados son:

- El espectro del núcleo NW es típico de un *starburst*, mientras que el SE muestra líneas de emisión débiles; sus poblaciones estelares dominantes serían de tipos A y K respectivamente.
- Las abundancias relativas de oxígeno y nitrógeno presentan sus valores más altos en el núcleo NW, con valores comparables a los de las regiones galácticas. Los valores decrecen con la distancia al núcleo, como en muchas otras galaxias espirales. Las temperaturas y densidades electrónicas se encuentran dentro del rango de valores normales de regiones H II.
- Los anchos equivalentes  $EW(H\alpha) = 119 \text{ \AA}$  y  $EW(H\alpha + [N II]) = 173 \text{ \AA}$  del núcleo NW son indicativos de una actividad de formación estelar muy intensa confirmando su naturaleza *starburst*, mientras que  $EW(H\alpha) = 2 \text{ \AA}$  para el núcleo SE. El espectro integrado de la componente NW, típico de un *starburst*, con  $EW(H\alpha) = 87 \text{ \AA}$  y  $EW(H\alpha + [N II]) = 126 \text{ \AA}$  corresponde a una galaxia de tipo Sc/Sm. El espectro integrado de la componente SE, característico de actividad de formación estelar moderada, con  $EW(H\alpha) = 2 \text{ \AA}$  corresponde a galaxias de tipo Sa-Sab. Por otro lado, los valores  $EW(H\alpha) = 46 \text{ \AA}$  y  $EW(H\alpha + [N II]) = 62 \text{ \AA}$  del espectro integrado de AM 1003-435 reflejan la naturaleza *merger* del sistema, como su morfología lo sugiere. Ambos tipos morfológicos aquí derivados, a partir de características espectrales, concuerdan con determinaciones previas basadas en parámetros fotométricos. Los diferentes anchos equivalentes derivados a partir de los tres espectros integrados ya mencionados, revelarían que no hay actividad de formación estelar global y que ésta se encuentra particularmente intensificada en la región nuclear NW. La distribución de  $EW(H\alpha)$  muestra que la actividad de formación estelar es apreciable en el puente aparente y comparativamente muy baja en la región nuclear SE. Esto sugiere que AM 1003-435 es visto después del pico de actividad del progenitor SE.
- Las luminosidades de  $H\alpha$  derivadas del espectro integrado del sistema AM 1003-435 y de la componente NW serían  $(L_{H\alpha})_{\text{Sistema}} = 3 \times 10^7 L_{\odot}$  y  $(L_{H\alpha})_{\text{NW}} = 2 \times 10^7 L_{\odot}$ , respectivamente, por lo tanto cerca del 70 % de la  $(L_{H\alpha})_{\text{Sistema}}$  correspondería a la contribución de la componente NW.

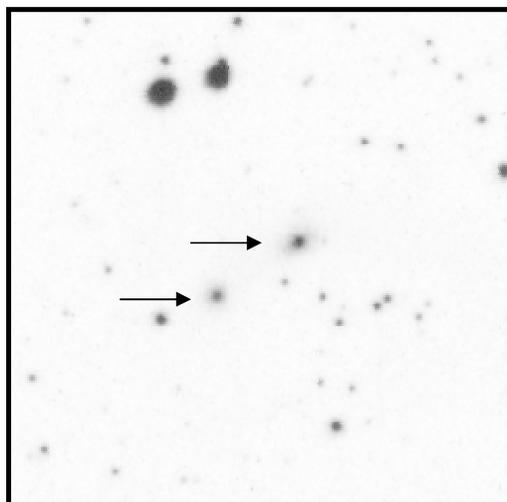
La luminosidad infrarroja resultante del sistema  $L_{\text{IR}} = 2.5 \times 10^{10} L_{\odot}$ , no es alta en relación a otros *mergers*, pero es comparable a la de las arquetípicas galaxias *starburst* de actividad moderada M82, NGC 253, NGC 7714. Si la radiación infrarroja tiene el mismo origen que la emisión en  $H\alpha$ , provendría principalmente de la componente NW. Los índices de color en el lejano

infrarrojo,  $\alpha(60,25)$  y  $\alpha(100,60)$  también señalan a AM 1003-435 como un *starburst*, lo cual está de acuerdo con los datos espectroscópicos.

La tasa de formación estelar estimada para AM 1003-435 indica que su actividad es moderada, siendo muy similar a las de M82 y NGC 253.

La distribución de flujo en H $\alpha$  refleja que la formación estelar en el puente o brazo de marea es comparable a la formación estelar del núcleo SE y significativamente menor que la del NW. La distribución de flujo del continuo muestra que la componente NW presenta tanto un bulbo como un disco mientras que la componente SE sólo un importante bulbo, indicativo de su tipo morfológico mas bien temprano.

- Las dispersiones de velocidad radial estelar en ambos núcleos, derivadas a partir de la línea de absorción NaI  $\lambda$  5893, resultó en  $\sigma_{NW} = (207 \pm 27)$  km s $^{-1}$  y  $\sigma_{SE} = (147 \pm 16)$  km s $^{-1}$  y las masas de sus respectivos sistemas progenitores  $M_{NW} \sim 1.5 \times 10^{11} M_{\odot}$  y  $M_{SE} \sim 6 \times 10^{10} M_{\odot}$ .
- Por otro lado, a partir de un conjunto de simulaciones de N-cuerpos de los encuentros entre las dos componentes, se encontró que el *perigalacticum* habría ocurrido hace 26 millones de años, por lo que la formación estelar en la componente NW habría comenzado después del *perigalacticum*. La cola Este pertenecería al progenitor SE y sería más azul debido al alto contenido de estrellas del disco perteneciente al menos masivo y más “desarmado” cuerpo SE. El puente, con el mismo color de la cola NE, sería resultado de las fuerzas de marea y presenta formación estelar, como es indicado por la espectroscopía. En este escenario, los cuerpos centrales se fusionarán en aproximadamente  $10^9$  años.



**Figura IV.9:** Imagen en H $\alpha$  de AM 1003-435. Está indicado con flechas las dos componentes del sistema. (Imagen extraída de la base de datos de “SuperCOSMOS H-alpha Survey” (SHS))

#### IV.6. Referencias.

- Díaz, R., Paolantonio, S., Goldes, & G., Carranza, G. 1997, Espectrógrafo Multifunción: Características, Puesta a Punto, Operación y Reducción de Datos, Trabajos de Astronomía Ser. A (Córdoba: National Univ. Córdoba).
- Agüero, E. L., Paolantonio, S., & Günthardt, G. 2000, AJ, 119, 94.
- Agüero, E. L., Díaz, R. J. & Paolantonio, S, 2001, PASP, 113, 1515.
- Bernlöhr, K. 1993, A&A, 268, 25.
- Bica, E. 1988, A&A, 195, 76.
- Díaz, A. I. 1985, "Chemical abundances in spiral galaxies" (PhD. Thesis), Univ. of Sussex.
- Edmunds, M. J. & Pagel, B. E. J. 1984, MNRAS, 211, 507.
- Evans, I. 1986, ApJ 309, 544.
- Hernquist, L. 1993, ApJS, 86, 389.
- Hernquist, L., & Katz, N. 1989, ApJS, 70, 419.
- Joseph, R. D., Meikle, W.P. S., Robertson, N. A., & Wright, G. S. 1984, MNRAS, 209, 111.
- Keel, W. C. 1996, ApJS, 106, 27.
- Kennicutt, R. C. Jr. 1992, ApJS, 79, 255.
- Lauberts, A., & Valentijn, E. 1989, The Surface Photometry Catalog of the ESO-Uppsala Galaxies, ESO, Garching bei München.
- Leitherer, C., Schaerer, D., Goldader, J. D., González Delgado, R. M., Carmelle, R., Foo Kune, D., De Mello, D. F., Devost, D., & Heckman, T. M. 1999, ApJS, 123, 3.
- Liu, C. T., & Kennicutt, R. C. Jr. 1995, ApJ, 450, 547.
- McCall, M. L., Rybski, P. M., & Shields, G. A. 1985, ApJS, 57, 1.
- Moorwood, A. F. M. 1996, SSRv, 77, 303.
- Osterbrock, D. E. 1989, Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei (Mill Valley: University Science Books).
- Reduzzi, L., & Rampazzo, R. 1996, A&A, 116, 515.
- Sanders, D. B., & Mirabel, I. F. 1996, ARA&A, 34, 749.
- Scoville, N., & Young, J. S. 1983, ApJ, 265, 148.
- Seaton, M. J. 1979, MNRAS, 187, 73P.
- Sekiguchi, K., & Wostencroft, R. D. 1992, MNRAS, 255, 581.
- Shields, G. 1990, ARA&A, 28, 525.
- Springel V., Yoshida N., & White S. D. M., 2001, New Astronomy, 6, 51.
- Springel V., 2005, MNRAS, submitted.
- Stone, R.P.S., & Baldwin, J.A. 1982, MNRAS 204, 347.
- Veilleux, S., & Osterbrock, D.E. 1987, ApJS 63, 295.



## Conclusiones generales.

✓ Se realizó un estudio espectrofotométrico de doce sistemas interactuantes de tipo M51, para los que se obtuvieron espectros en el rango óptico, con los que se clasificó el tipo de emisión nuclear, tanto de las galaxias principales como satélites. La emisión de las regiones nucleares de los objetos estudiados es de tipo región H II o de transición, a excepción de un objeto, AM 0403-604, que posee un núcleo de tipo Seyfert 2.

Se estudió la distribución de  $EW(H\alpha)$  y como en otros estudios realizados, el máximo de ancho equivalente no necesariamente coincide con la región nuclear.

Se determinó que para algunos sistemas se está dando una intensa actividad de formación estelar, en ambas componentes, incluso en toda la extensión estudiada de las galaxias (a lo largo de la extensión de la ranura, generalmente posicionada según el eje mayor), como es el caso de AM 0459-340, mientras que en otros sistemas los espectros son característicos de una población estelar más evolucionada. A excepción de la región nuclear de la galaxia mayor de NGC 151, en ninguno de los otros objetos estudiados hay ausencia total de líneas de emisión. Como en N 341, hay sistemas en los que el *starburst* está teniendo lugar en la satélite solamente.

Hemos encontrado una significativa proporción de galaxias satélites (9 de 13 objetos) en las que está teniendo lugar o se ha dado recientemente, una actividad intensa de formación de estrellas, lo cual se revela por los continuos de los espectros que se elevan hacia el azul. Esto podría ser explicado por transferencia de materia de la galaxia mayor hacia la galaxia satélite.

Otro resultado obtenido es que para la mayoría de las galaxias principales, el perfil de emisión en  $H\alpha$  es más intenso en el extremo del disco de donde parte el brazo de marea que se acerca a la galaxia satélite. En algunos la diferencia es significativa, mientras que en otros apenas detectable. Este efecto sería consecuencia directa de la interacción gravitatoria con la galaxia satélite.

Se estudiaron las distribuciones de abundancias de oxígeno tanto en galaxias principales como satélites. En los sistemas en los que fue posible determinar abundancias en ambas componentes, encontramos que las regiones externas de los discos de las galaxias principales son similares a los de las satélites. Esto se podría entender como resultado de la circulación o transferencia de materia de la galaxia mayor, vía el brazo de marea, hasta la galaxia satélite. En cuanto a las distribuciones de radiales de abundancias, los gradientes son planos para las satélites, mientras que para las principales, abarcan desde gradientes pronunciados en galaxias en las que se están dando *starburst* nucleares, hasta gradientes más suaves.

✓ Se presentó un catálogo cinemático constituido por una veintena de sistemas peculiares de tipo M51. En las distribuciones de velocidades de algunos de los sistemas, hay evidencias de perturbaciones cinemáticas: asimetrías, perturbaciones en algunas de las ramas de las curvas, como disminución en la velocidad (tal es el caso de VV410), del lado en que se encuentra la satélite. Otros sistemas no evidencian distorsiones importantes en sus curvas, aunque la galaxia satélite posea una masa importante y esté muy cerca de la principal.

No encontramos diferencias significativas entre ejes mayores fotométricos y cinemáticos de las galaxias principales, a excepción de las galaxias barreadas. En este último caso, el eje mayor cinemático tiende a alinearse con la barra.

Se determinaron masas en aproximación kepleriana para 16 galaxias mayores y para 4 galaxias satélites, destacándose AM 0458-250, al poseer una elevada masa, de  $(7 \pm 2) \times 10^{11} M_{\odot}$ .

Se estudió la relación de Tully-Fisher para estos sistemas y notamos que la misma es más plana que la relación estándar de Tully-Fisher.

✓ Hicimos una selección propia de 70 sistemas de tipo M51, aplicando criterios de medio ambiente y estudiamos sus propiedades en el cercano infrarrojo a través de diagramas color-color. No encontramos diferencias con respecto a la ubicación en los diagramas de color, con respecto a la que ocupan galaxias cercanas no interactuantes, lo cual es compatible con trabajos recientes.

✓ Se estudió el sistema VV 723, notable en su simetría morfológica. El objeto parece ser un sistema de tipo M51 doble, aunque tanto por el tamaño de las regiones satélites, como por lo regular y simétrico de la curva de velocidades, probablemente se traten de regiones H II.

Se determinó que la región nuclear de la componente Oeste de VV780, posee un núcleo de tipo Seyfert 2. Las imágenes CCD revelan en la componente Este del sistema, detalles morfológicos interesantes, hacia el SE de la región nuclear. Las velocidades radiales no muestran mayores perturbaciones, a excepción tal vez de que los centros de simetría de las mismas no coinciden con las velocidades de los puntos de máxima intensidad del continuo, lo cual podría ser consecuencia e la interacción gravitatoria entre ambas componentes.

✓ Se estudiaron tres sistemas que evidencian encontrarse en un estadio intermedio entre los sistemas de tipo M51 y sistemas en procesos de fusión ya avanzados.

En NGC 7650, la imagen en el cercano infrarrojo, sugiere que la estructura ubicado en el extremo del brazo norte, no habría pertenecido originariamente a la galaxia. Se detecta un marcado quiebre, de unos 100 km/s, en la distribución de velocidades radiales, entre la posible galaxia enana y el mencionado brazo, lo cual favorecería la hipótesis de la interacción entre la galaxia y la posible enana. La interacción es la que podría haber disparado la actividad de formación estelar en NGC 7650, aunque no podemos descartar que un posible encuentro con NGC 7741 como causa del brote de formación estelar.

NGC 7130 es un sistema muy perturbado en su morfología. No está claro cuál es el objeto con el cual NGC 7130 podría haber sufrido la interacción gravitatoria que habría afectado su morfología. Tal vez el objeto ubicado hacia el SW de la región central, según el AP 49°, no haya estado en un principio ligado a NGC 7130 y estemos viendo en estos momentos a estos objetos en un proceso de fusión. Lo cierto es que no se observan líneas de emisión asociadas con este objeto, por lo que no contamos con una confirmación de la posible vinculación física con NGC 7130. Por lo que hemos visto, probablemente NGC 7130 no sea un objeto que se encuentre en una etapa intermedia de fusión, como lo creímos en un principio y sea la galaxia 6dF J2149150-345301, la que haya producido la perturbación morfológica, así como el *starburst* y la actividad nuclear en NGC 7130.

NGC 1614 es otro objeto con visible morfología perturbada. Las distribuciones de velocidades en este objeto son totalmente distorsionadas, sobre todo en la dirección del brazo de marea. El objeto perturbador, sería el que se halla ubicado hacia el Sur de la región nuclear y ubicado en el extremo del corto brazo, que le da la apariencia de un sistema de tipo M51.

✓ A partir de espectroscopía y simulaciones dinámicas, se hizo un detallado estudio del sistema AM 1003-435. Se determinó que en una de las componentes está teniendo lugar una importante actividad *starburst* y que también es importante la actividad de formación estelar en el puente que une las dos componentes. El puente que une los núcleos contendría un alto contenido en gas y en el brazo NE, el cual posee colores similares a los del puente, estaría sosteniendo formación estelar actual. Las distribuciones de velocidades según la dirección que une las dos componentes, presenta distorsiones importantes, compatibles con el estadio de fusión en el cual se encuentran ambos objetos. Los resultados obtenidos a partir de las simulaciones numéricas sugieren que los objetos se fusionarán en  $\sim 10^9$  años.

## **Apéndice I:**

### **- Publicaciones del autor en revistas internacionales con referato.**

- “The System ESO 296-IG 11”, E. Agüero, S. Paolantonio and G. Günthardt, 1999, AJ, 117,1151.
- “The peculiar system ESO 244-G012”, E. Agüero, S. Paolantonio, G. Günthardt, 2000, AJ, 119, 94.
- “Spectroscopic properties and dynamical evolution of the merging system AM 1003-435”, Günthardt, G., Agüero, E., Rodrigues, I. and Díaz, R. J., 2006, A&A, 453, 801.
- “Analysis of possible anomalies in the QSO distribution of the Flesch & Hardcastle catalogue”, López-Corredoira, M.; Gutiérrez, C. M.; Mohan, V.; Günthardt, G. I.; Alonso, M. S., A&A, 2008, 480, 61.

## **Agradecimientos:**

*Quiero expresar mi más sincero agradecimiento,*

*... a mi esposa Silvia y a mi hijo Nicolás, por compartir mis sueños y por su incondicional apoyo.*

*... a mi mis padres, Amanda y Chacho, a mi hermana Sonia, así como a mis abuelos, por haberme respaldado en mi vocación por el trabajo científico.*

*... a la familia Rivarola, por su estímulo y respaldo brindados.*

*... a la Dra. Estela Agüero, quien guió mis primeros pasos como doctorando.*

*... al Dr. Rubén Díaz, por su amistad incondicional y por su constante dedicación en la guía de este trabajo de tesis doctoral.*

*... al Dr. Guillermo Goldes, al Lic. Jesús Calderón y a la Dra. Silvia Fernández, por su dedicado trabajo como parte de mi comisión asesora de tesis.*

*... a los integrantes de mi tribunal de tesis, Dr. Horacio Dottori, Dr. Juan Carlos Forte y Dr. Guillermo Goldes, por el tiempo empleado en la minuciosa corrección de la tesis y por las sugerencias y mejoras realizadas.*

*... al personal del Observatorio Astronómico de Córdoba.*

*... a mis Profesores.*

*... a Matilde y Patricia, de Secretaría de Posgrado.*

*... a la Secretaría de Ciencia y Técnica de la Universidad Nacional de Córdoba, por la beca doctoral otorgada.*

*... al personal del Complejo Astronómico El Leoncito.*



