



**UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO**  
PROGRAMA DE POSGRADO EN ASTROFÍSICA

Instituto de Astronomía Ciudad Universitaria

CINEMÁTICA Y DINÁMICA DE GALAXIAS AISLADAS

PARA OPTAR POR EL GRADO DE  
MAESTRO EN CIENCIAS (ASTROFÍSICA)

PRESENTA  
CELIA VÁZQUEZ PÉREZ

TUTOR  
DRA. MARGARITA EUGENIA DEL SOCORRO ROSADO SOLÍS, INSTITUTO DE  
ASTRONOMÍA

MÉXICO, D. F. ABRIL 2015



Universidad Nacional  
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

**Biblioteca Central**



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

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

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

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

*"Si buscas resultados distintos, no hagas siempre lo mismo"*  
*Albert Einstein*

*"Nunca consideres el estudio como una obligación, sino  
como una oportunidad para penetrar en el bello y  
maravilloso mundo del saber"*  
*Albert Einstein*

# AGRADECIMIENTOS

Este trabajo de Tesis realizado en el Instituto de Astronomía de la Universidad Nacional Autónoma de México es un esfuerzo en el cual, directa o indirectamente, participaron distintas personas opinando, corrigiendo, teniéndome paciencia, dando ánimo, acompañando en los momentos de crisis y en los momentos de felicidad. Este trabajo me ha permitido aprovechar la competencia y la experiencia de muchas personas que deseo agradecer en este apartado.

En primer lugar, a mi directora de Tesis, Dra. Margarita Eugenia del Socorro Rosado Solís, mi más amplio agradecimiento por haberme confiado este trabajo en persona, por su paciencia ante mi inconsistencia, por su valiosa dirección y apoyo para seguir este camino de Tesis y llegar a la conclusión del mismo. Cuya experiencia y educación han sido mi fuente de motivación y de curiosidad durante estos años.

A la Dra. Isaura Fuentes, un especial agradecimiento primero por confiar en mí y darme la oportunidad de comenzar en la astronomía confiándome su trabajo. Segundo, por sus consejos y su gran sabiduría y paciencia, apoyo y ánimo que me ha brindado durante estos últimos años donde he podido tener la oportunidad de aprender y acabar una parte de este trabajo.

Un especial agradecimiento a las personas que he conocido en esta institución Bertha, Valentina y Jesús, que han sido compañeros y amigos durante esta etapa. A los profesores de los cursos que me brindaron su conocimiento y experiencia.

A mi familia y amigos que siempre esta apoyándome, dando consejos y ánimo.

A todos ustedes, mi mayor reconocimiento y gratitud.

# ÍNDICE

<b>RESUMEN .....</b>	<b>I</b>
----------------------	----------

## **CAPÍTULO 1. INTRODUCCIÓN: GALAXIAS AISLADAS**

1.1.- Clasificación morfológica de las galaxias .....	1
1.2.- Galaxias Espirales: Estructura y movimiento .....	5
1.2.1.- Curvas de rotación	
1.2.2.- Determinación de la masa	
1.3.- Importancia del estudio de galaxias aisladas .....	14
1.4.- Galaxias aisladas: Criterios de aislamiento .....	15
1.5.- Lopsidedness y sus posibles causas .....	20

## **CAPÍTULO 2. OBSERVACIÓN Y REDUCCIÓN DE DATOS TOMADOS CON EL INSTRUMENTO PUMA**

2.1.- Interferometría Fabry- Perot .....	27
2.1.1.- Interferometría Fabry- Perot de barrido PUMA	
2.2.- Observaciones con el instrumento PUMA .....	32
2.3.- Reducción de observaciones .....	34
2.3.1.- Correcciones al CCD	
2.3.2.- Construcción de imágenes: monocromática, continuo y campo de velocidades	

## **CAPÍTULO 3. CINEMÁTICA Y DINÁMICA DE LAS GALAXIAS AISLADAS CIG 33 Y CIG 746**

3.1.- Parámetros cinemáticos .....	43
3.2.- Curva de rotación .....	48
3.3.- Cálculo de la masa y obtención del mapa de velocidades residuales .....	52
3.4.- Lopsidedness en CIG 33 y CIG 746 .....	53

**DISCUSIÓN Y CONCLUSIONES**

4.1.- Parámetros cinemáticos de CIG 33 y CIG 746 ..... 59  
4.2.- Particularidades en la cinemática ..... 60

**BIBLIOGRAFÍA ..... 62**

# RESUMEN

En este trabajo se presenta la observación de las galaxias CIG 33 y CIG 746 utilizando un interferómetro Fabry-Perot de barrido. Las galaxias CIG 33 y CIG 746 son galaxias aisladas. La motivación para estudiar estas galaxias surge de la importancia que tienen las galaxias aisladas para entender el origen y la evolución de las galaxias, y el hecho de que los estudios hasta ahora realizados en esta muestra no han tomado en cuenta el papel de la cinemática de cada galaxia. En el primer capítulo de esta Tesis se realiza una introducción a la morfología y al comportamiento de las galaxias espirales, se da la motivación del trabajo y la descripción del grado de aislamiento de galaxias aisladas. En este mismo capítulo se realiza una breve explicación del concepto “lopsidedness”, y la revisión dada por van Eymeren et. al. (2011).

En el segundo capítulo se presentan los principales ingredientes para entender la interferometría Fabry-Perot, para después presentar el interferómetro Fabry-Perot de barrido PUMA con el cual se realizó la observación de la galaxia en el telescopio de 2.1 metros en el Observatorio Astronómico Nacional en San Pedro Mártir, B.C..

La reducción de las observaciones se llevó a cabo principalmente con el programa ADHOCw. El procedimiento realizado para la reducción es descrito detalladamente en el segundo capítulo. El propósito de la reducción de las observaciones es obtener el campo de velocidades radiales de las galaxias bajo estudio y derivar a partir de este las curvas de rotación de las mismas. Se presenta también los principales resultado de la investigación bibliográfica de las galaxias a partir de la base de datos astronómicos NED.

A partir de las curvas de rotación se calculó la masa de cada una de las galaxias y sus respectivos campos de velocidades residuales en el tercer capítulo. Así mismo, realizamos una comparación de las asimetrías encontradas en los campos de velocidades radiales con el trabajo realizado por van Eymeren et. al. (2011), para interpretar la naturaleza de estos lopsidedness.

Finalmente en las conclusiones presentamos los parámetros cinemáticos encontrados en el tercer capítulo, así como algunas peculiaridades de la curva de rotación de la galaxia CIG 746.

# Capítulo 1

## Introducción: Galaxias aisladas

### 1.1. Clasificación morfológica de las galaxias

El esquema de clasificación más utilizado es el establecido por Hubble (1936) en su libro “El reino de las nebulosas”, y modificado posteriormente hasta llegar a la forma que se presenta en la Figura 1.1, comúnmente a las galaxias hacia el extremo izquierdo de la secuencia se les conoce como galaxias de tipo temprano, mientras que hacia el extremo derecho se les conoce como galaxias de tipo tardío (Binney, J. & Merrifield, M., 1998).

A la izquierda del diagrama de Hubble se colocan las galaxias elípticas que varían en su forma, de circular hasta una forma elipsoidal muy alargada. La Figura 1.2 muestra algunos ejemplos.

Después de las galaxias elípticas, el diagrama de Hubble se despliega en dos brazos uno de galaxias “normales” y otro de galaxias “barradas”. Entre las galaxias elípticas y las espirales, encontramos a las galaxias lenticulares que son designadas tipo S0 o tipo SB0 de acuerdo a si cuentan o no con barra. Como las espirales más tempranas, tienen un perfil de brillo superficial que puede ser descrito por un perfil de de Vaucouleurs mas un disco exponencial, pero que no tienen brazos y a menudo hay un exceso de luz en la parte interna del disco, que se conoce como lente.

La familia de galaxias S0 se dividen en tres clases S01, S02 y S03, de acuerdo a la absorción del polvo en sus discos. Las galaxias de tipo S01 no muestran algún signo de absorción en el disco, mientras que las galaxias del tipo S03 tienen una banda completamente oscura debida a la absorción del polvo en el disco de éstas. La absorción del polvo en las galaxias de tipo S02 es intermedia entre los dos extremos anteriores. Las galaxias barradas lenticulares también se dividen en tres tipos SB01, SB02 y SB03, pero aquí la clasificación es de acuerdo a la prominencia de la barra. En las galaxias de tipo SB01 la barra sólo muestra dos grandes regiones de brillo ligeramente a un lado del bulbo. En las galaxias tipo SB03, la barra es estrecha y

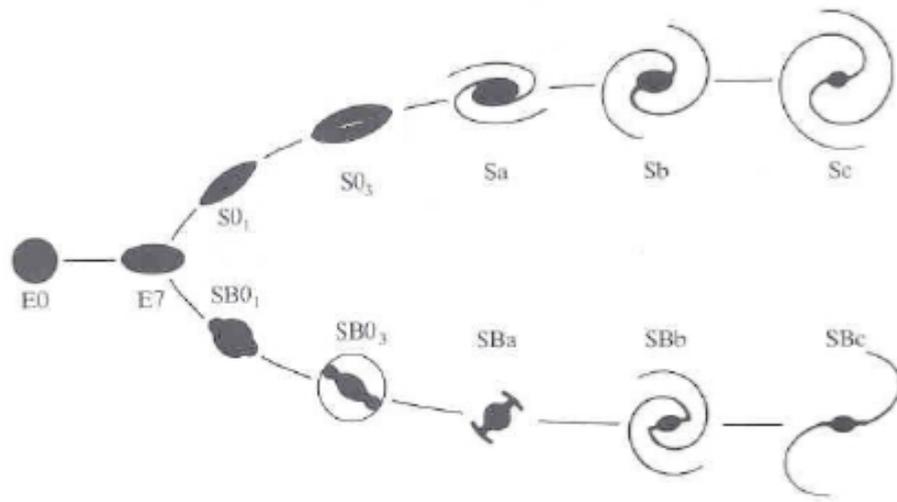


FIGURA 1.1: Diagrama del esquema de clasificación de Hubble-Sandage.

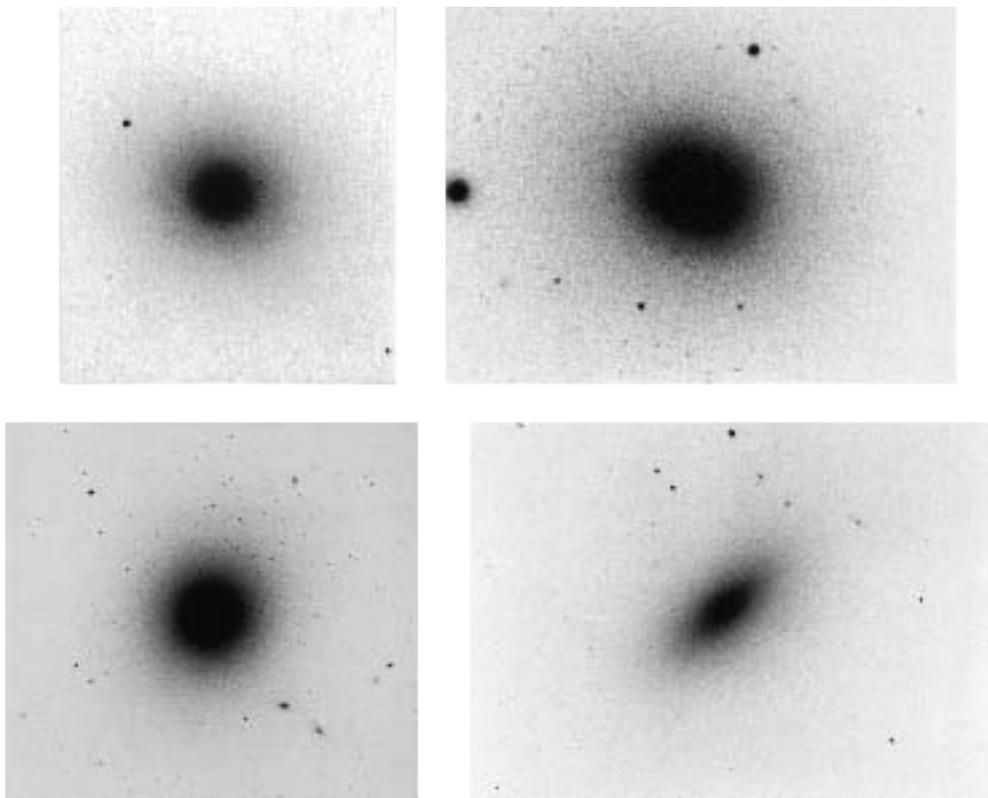


FIGURA 1.2: Cuatro galaxias elípticas. Nombradas desde la esquina superior izquierda hasta la esquina inferior derecha tenemos NGC 3379 (E0), NGC 4261 (E3), NGC 4486 (E0) y NGC 3377 (E6). (<http://ned.ipac.caltech.edu/>)

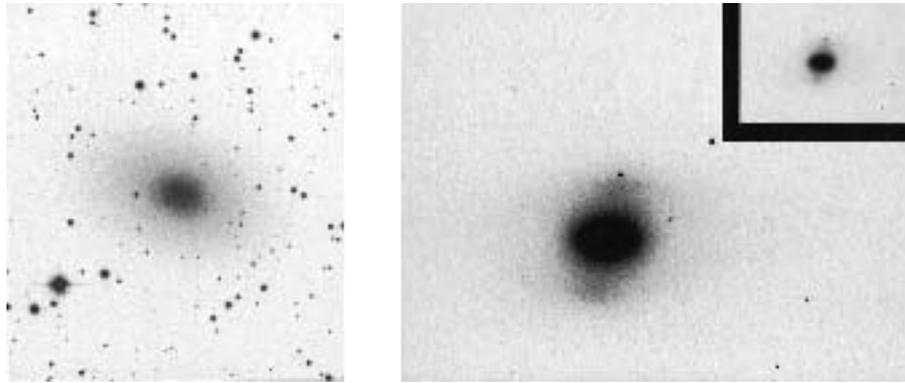


FIGURA 1.3: A la derecha tenemos la galaxia lenticular normal NGC 4976 (S01), a la izquierda la galaxia lenticular barrada NGC 4371 (SB0), (<http://ned.ipac.caltech.edu/>).

bien definida y se extiende completamente a través de la lente. Las de tipo SB02 tienen barras de intermedia prominencia (Figura 1.3).

En la secuencia de Hubble, después de las galaxias lenticulares tenemos las galaxias espirales. Una galaxia espiral normal está compuesta por una condensación central de brillo (bulbo), que se asemeja a una galaxia elíptica, localizada en el centro del disco de la galaxia el cual presenta una estructura espiral. Mientras que las galaxias espirales barradas además de lo anterior, en el interior de los brazos espirales presentan una barra de donde generalmente al final de esta emanen los brazos. Las subclasificación para las galaxias espirales barradas y normales se da según los siguientes criterios:

- La importancia relativa de la luminosidad de su bulbo y el disco en relación a la distribución de la luz total de la galaxia.
- El ángulo de enrollamiento de los brazo espirales.
- El grado en que los brazos espirales se descomponen en estrellas y nebulosas de emisión individual.

Las galaxias espirales de tipo temprano son las que tienen bulbos bien definidos y brazos espirales muy enrollados, estas espirales se denotan como Sa o SBa de acuerdo a si tienen barra (SBa) o no (Sa). Las galaxias espirales de tipo tardío tienen un bulbo más pequeño y menos brillante y con brazos bien definidos y más abiertos, estas son denotadas como Sc y SBc. Entre estos dos tipos encontramos a las de tipo Sb y SBb (Figura 1.4).

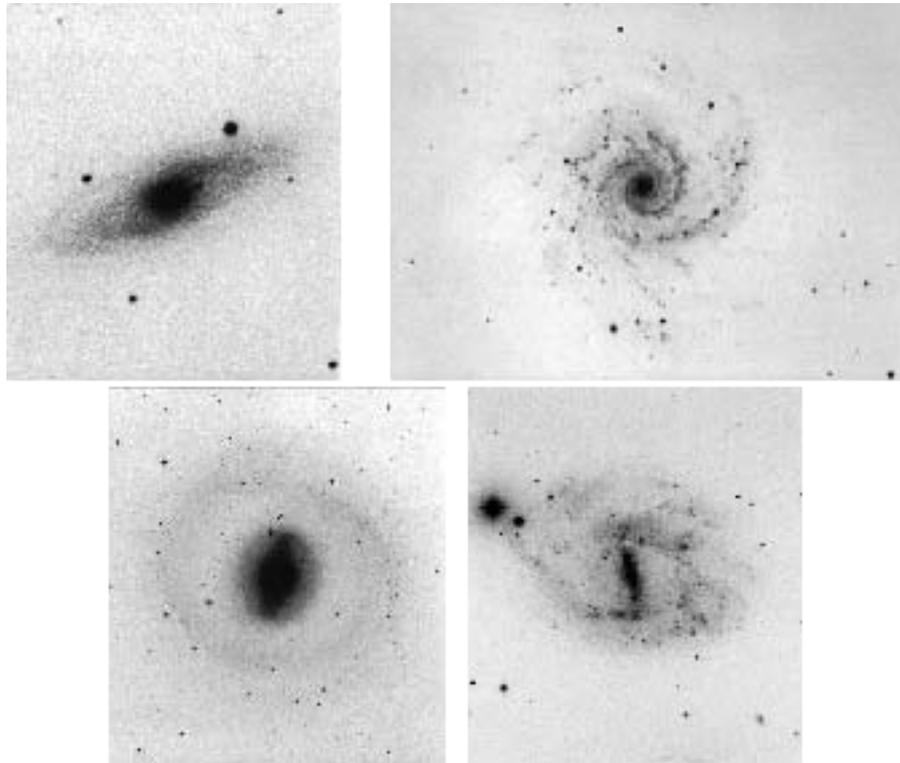


FIGURA 1.4: Cuatro galaxias espirales. Nombradas desde la esquina superior izquierda hasta la esquina inferior derecha tenemos NGC 2811 (Sa), NGC 0628 (Sc), NGC 1291 (SBa) y NGC 7741 (SBc).(<http://ned.ipac.caltech.edu/>)

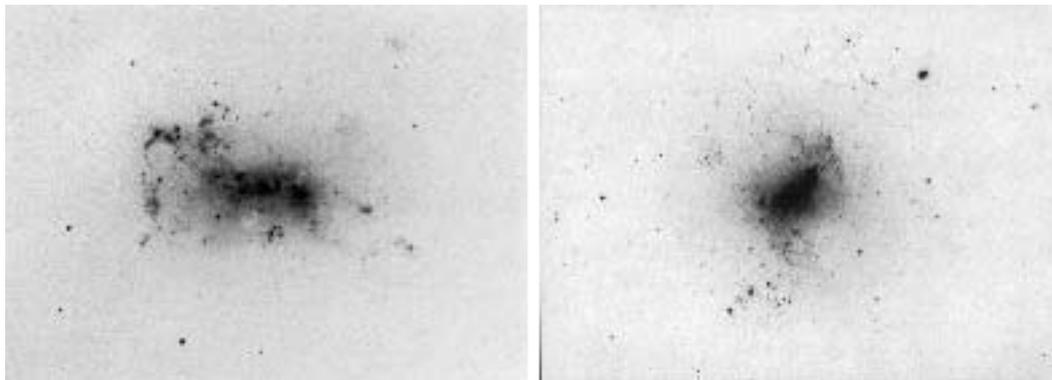


FIGURA 1.5: Dos ejemplos de galaxias irregulares la galaxia NGC 4449 a la izquierda y la galaxia NGC 4214 a la derecha. (<http://ned.ipac.caltech.edu/>)

Galaxias sin simetría son designadas por Hubble en dos clases de galaxias irregulares (Irr). Galaxias del tipo Irr I son objetos que muestran una estructura espiral deformada y contienen estrellas del tipo O y B. Galaxias del tipo Irr II son objetos sin simetría alguna que cumpla con lo anterior descrito (Figura 1.5).

Una nueva clasificación es realizada por De Vaucouleurs (1979), quien extendió el esquema de clasificación propuesto por Hubble tomando clases adicionales como Sd, Sm e Im. También introduce la notación SA para galaxias sin barra, para que sea consistente con la asignación para las galaxias barradas SB dada por Hubble, y SAB para galaxias con una barra muy débil.

La clase de Sd se superpone con las galaxias del tipo Sc en el esquema de Hubble, pero también contiene algunas galaxias clasificadas con el tipo Irr I. Las clases Sm e Im contienen el resto de galaxias que en el esquema de Hubble se clasifican como Irr I. La “m” significa “Magallanes”, porque la Gran Nube de Magallanes (LMC) está clasificada como SBm. Sólo objetos muy irregulares y sin estructura clara, como la Pequeña Nube de Magallanes (SMC) se encuentran en la clase de las Im en el esquema de Vaucouleurs. En este sistema una galaxia lenticular se designa S0 sólo cuando no se puede decir si tiene o no una barra.

En una galaxia barrada un anillo se clasifica como un anillo nuclear, un anillo interior, o un anillo exterior de acuerdo con la relación entre su radio “r” y la longitud “a” del semieje mayor de la barra: un anillo es nuclear si  $r/a < 1$ , interior si  $r/a = 1$  y exterior si  $r/a > 1$ . De Vaucouleurs usa los símbolos (r) y (s) para indicar sistemas con y sin anillos (Figura 1.6).

La distribución radial de brillo de las galaxias regulares puede ser descrita según variadas expresiones matemáticas, en general, con distintas formas según qué componente galáctica se describa (bulbo, lente, anillo, disco, esferoide). Estas componentes contribuyen aditivamente al perfil radial de luminosidad y la forma generalizada más aceptada es la ley de Sérsic (1992) dada por:

$$I(r) = I_0 e^{-(r/r_0)^{1/n}} \quad (1.1)$$

donde  $I_0$  es el brillo central,  $r_0$  es el radio de escala (región donde se emite la mitad de la luminosidad total),  $n=1$  corresponde a la ley exponencial para discos y  $n=4$  es la ley de Vaucouleurs para el brillo superficial en galaxias elípticas.

## 1.2. Galaxias Espirales: Estructura y movimiento

Las galaxias espirales se caracterizan principalmente por un disco estelar extendido y un patrón de brazos espirales en este mismo disco. De manera general, las galaxias espirales están formadas por un bulbo central, un disco, un halo de materia luminosa y un halo de materia oscura (Figura 1.7).

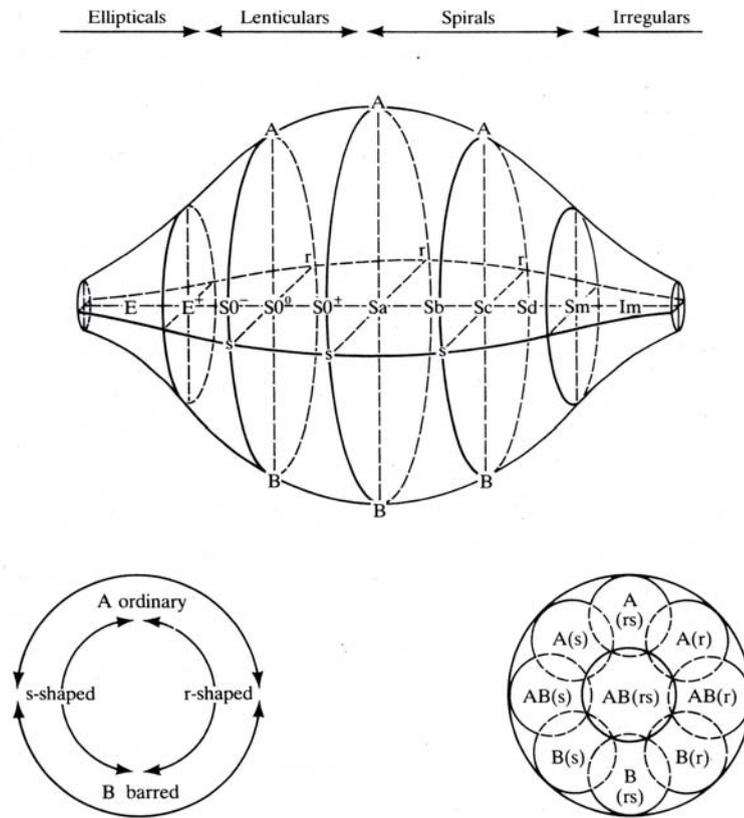


FIGURA 1.6: Esquema de clasificación de De Vaucouleurs (1959). Este sistema tiene tres ejes para clasificar galaxias: en el principal se encuentra la secuencia: E-E<sup>+</sup>-S0<sup>-</sup>-S0<sup>0</sup>-S0<sup>+</sup>-Sa-Sb-Sc-Sd-Sm-Im. Donde la “m” significa magallánica refiriéndose a las nubes de Magallanes, el “-” significa temprano y el “+” significa tardío. Un segundo eje indica sí la galaxia contiene barra (SB), no tiene (SA) o es muy débil (SAB). Por último hay un eje que describe objetos que muestran anillos (r) o son puramente espiral (s) o con características intermedias (rs) (Binney, J. & Merrifield, M., 1998).

El bulbo central consiste en un aglomerado elipsoidal de estrellas viejas ( $\sim 10^{10}$  años) y poco gas, con semi-ejes de aproximadamente 1 - 2 kpc.

El disco es una formación aplanada en rotación que contiene estrellas de Población I (estrellas jóvenes), medio interestelar frío, nubes moleculares y polvo, así como estrellas de Población Intermedia (tipo II). Este disco puede a su vez dividirse en un disco delgado y un disco grueso. El disco delgado contiene alrededor del 95 % de las estrellas del disco y todas las estrellas jóvenes masivas. Su altura de escala (relacionada con lo ancho del disco) es de 300 - 400 pc. El resto de las estrellas forman el disco grueso con una altura de escala de 1 - 1.5 kpc. El disco de una galaxia espiral presenta además estructura como brazos espirales, barras y anillos. Los brazos espirales están delineados por estrellas jóvenes, regiones HII, asociaciones OB y cúmulos

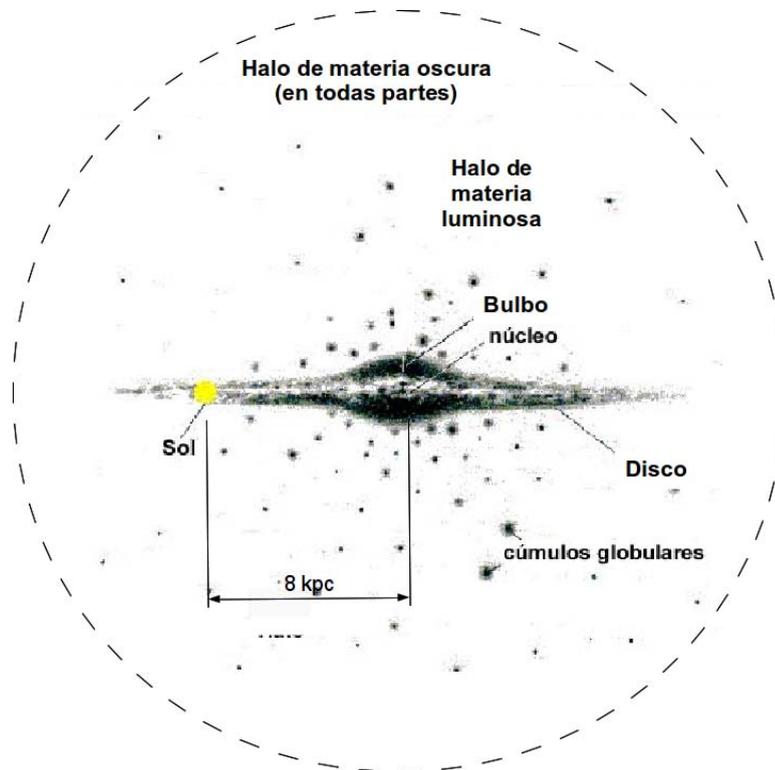


FIGURA 1.7: Esquema de la Vía Láctea. (<http://astronomia.net/cosmologia/galaxias>)

abiertos jóvenes.

El halo de materia luminosa de una galaxia espiral está constituido principalmente por estrellas pobres en metales y cúmulos globulares, y se extiende en un volumen con un radio  $\approx 20$  kpc. Estas componentes no siguen un movimiento de rotación organizado y pasan gran parte del tiempo en las partes externas de la galaxia aunque también pueden atravesar el disco de la misma.

El halo de materia oscura ocupa un volumen mucho mayor ( $R \geq 100$  kpc). En él se encuentra lo que hasta ahora se denomina materia oscura, es decir, materia que se detecta únicamente a través de sus efectos gravitacionales sobre la materia luminosa y que se cree se encuentra distribuida de manera esferoidal alrededor de toda la galaxia.

La característica cinemática principal del disco de las galaxias espirales es la rotación. En primera aproximación las estrellas y el gas del disco de galaxias espirales se mueven en trayectorias casi circulares alrededor del centro galáctico. Sin embargo esta rotación no es uniforme, observándose por lo general que las estrellas más cercanas al centro de una galaxia completan sus órbitas en un tiempo menor

que las estrellas que se encuentran más alejadas del mismo. Este comportamiento se observa también en el gas neutro y ionizado de los discos de estas galaxias. A este tipo de rotación se le conoce como “rotación diferencial” y suele estudiarse y analizarse a través de la curva de rotación.

La velocidad de rotación de una galaxia en función de la distancia galactocéntrica define su curva de rotación. Esta velocidad se deriva de la observación del corrimiento al rojo de líneas de emisión o absorción de ciertos elementos de la galaxia (gas neutro, gas ionizado ó estrellas). A partir de estas observaciones se deriva la relación entre la velocidad con que el material gira alrededor del centro de la galaxia y la posición en la que se encuentra.

Cualitativamente la curva de rotación de una galaxia espiral presenta una porción central para la cual la velocidad de rotación es proporcional al radio y algunos kiloparsecs más lejos del centro ( $\sim 2 - 3$  kpc), la curva se vuelve casi plana o plana, es decir, la velocidad de rotación  $V_{rot}$  ya no depende del radio  $R$  (Figura 1.8). Este comportamiento plano parece indicar que la mayor parte de la masa de una galaxia de disco no se encuentra concentrada en sus partes internas como lo indica la distribución de luz. Si éste fuera el caso la curva de rotación observada tendría un comportamiento kepleriano y disminuiría como  $R^{-1/2}$ .

Observacionalmente se ha encontrado que las curvas de rotación de galaxias espirales suelen presentar distorsiones respecto al comportamiento descrito anteriormente. Las causas principales para este tipo de deformaciones son perturbaciones en el campo de velocidades de la galaxia observada debidas a desviaciones del gas respecto al movimiento circular del mismo alrededor del centro de la galaxia, causado por estructuras como brazos, barras y anillos.

La mayoría de las curvas de rotación de galaxias espirales se obtiene de la observación de su gas tanto neutro como ionizado y han demostrado ser un instrumento muy útil para explorar y estimar la distribución de masa en este tipo de galaxias.

### 1.2.1. Curvas de rotación

La curva de rotación de una galaxia se puede calcular a partir de la velocidad de rotación, la cual podemos obtener a partir de la velocidad radial de distintos puntos sobre la galaxia. La relación entre la velocidad radial observada  $V_{obs}$  del mapa de velocidades radiales y la velocidad de rotación  $V_{rot}$ , se puede obtener con el siguiente método.

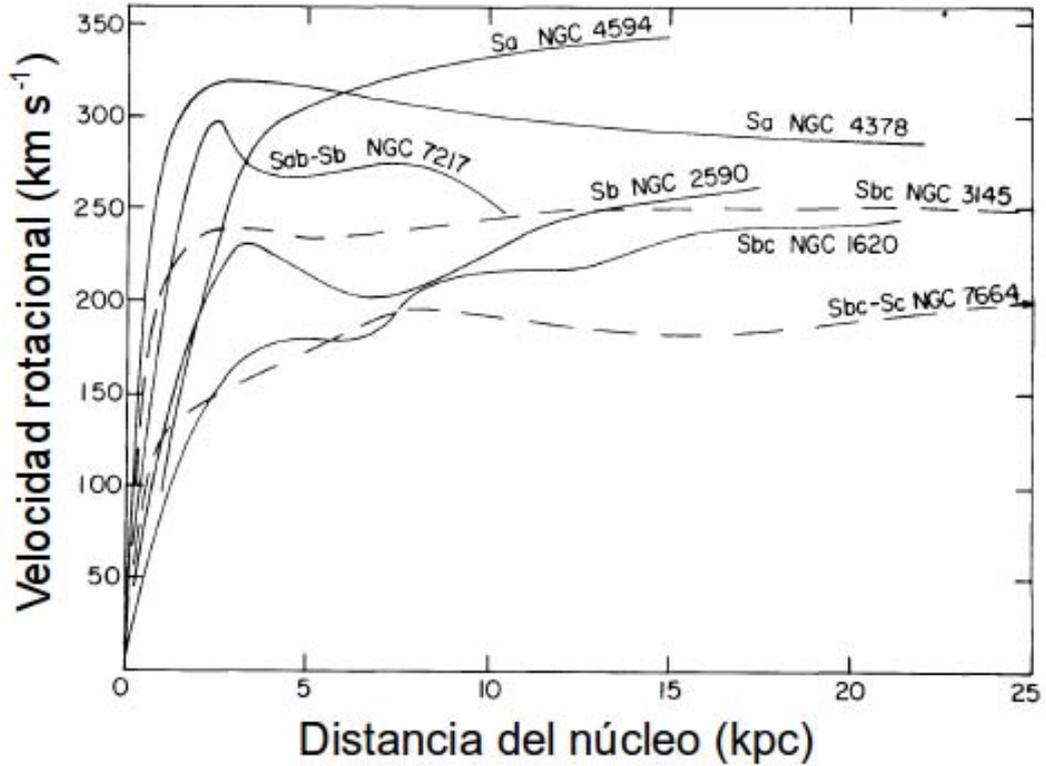


FIGURA 1.8: Ejemplos observacionales de curvas de rotación de galaxias espirales (Rubin, Ford & Thonnard, 1978).

En primer lugar supondremos que tenemos una galaxia con un disco bien definido sobre un plano  $P$ . El plano  $P$  forma un ángulo  $i$  con el plano del cielo  $P'$ , la intersección de estos planos ocurre en la línea recta llamada “línea de nodos”. En el plano  $P'$  lo que podemos observar es una elipse, que corresponde a la proyección del disco, cuyos semi-ejes mayor y menor ( $a$  y  $b$  respectivamente) dependen del ángulo  $i$  (Figura 1.9).

Si consideramos que el disco no tiene un espesor, la relación entre la inclinación del plano  $P$  respecto al plano  $P'$  y los semi-ejes de la elipse que se observa en este último está dada por:

$$i = \cos^{-1} \left( \frac{a}{b} \right). \quad (1.2)$$

En el plano  $P$ , cualquier punto del disco de la galaxia observada está descrito por las coordenadas  $R$  y  $\theta$ , mientras que en la elipse del plano  $P'$  los puntos de la proyección del disco tienen coordenadas polares  $\rho$  y  $\phi$ . Observacionalmente lo que

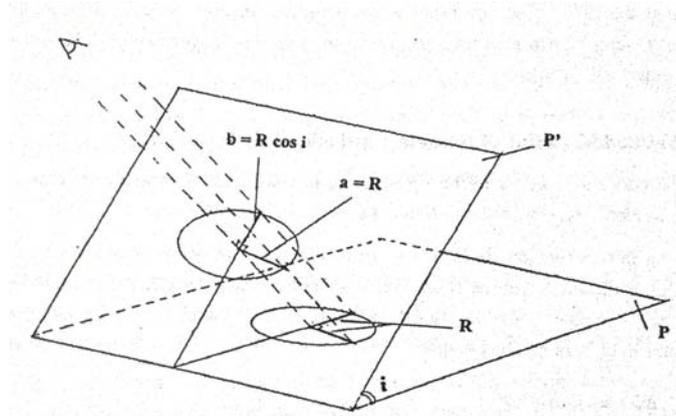


FIGURA 1.9: Proyección del disco galáctico en el plano del cielo (Fuentes-Carrera 1999).

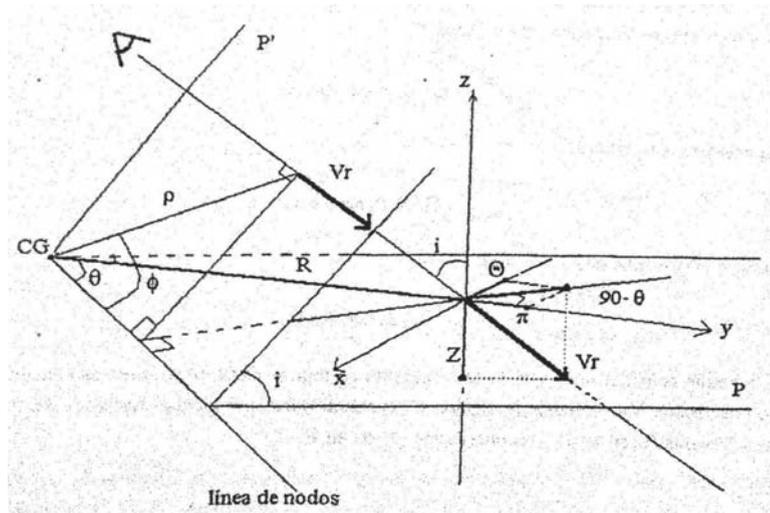


FIGURA 1.10: Diagrama para obtener la velocidad de rotación del disco de una galaxia a partir de la velocidad radial de la misma (Fuentes-Carrera 1999).

nosotros medimos es la velocidad radial  $V_{obs}(\rho, \phi)$  para cada punto dentro de la elipse del plano  $P'$ . Si trasladamos este vector sobre la línea de visión hasta intersectarlo con el plano  $P$ , podemos descomponerlo respecto a tres ejes ortogonales  $(x, y, z)$  tales que  $x$  sea perpendicular al radio vector  $R$ ,  $y$  sea una prolongación de  $R$  y  $z$  sea perpendicular al plano  $P$  (Figura 1.10).

Una vez establecidos estos ejes, la descomposición de la velocidad radial  $V_{obs}(\rho, \phi)$  nos da una componente tangencial de velocidad  $\Theta(R \text{ y } \theta)$ , una componente radial  $II(R \text{ y } \theta)$  y una componente perpendicular  $Z(R \text{ y } \theta)$ . Si también consideramos que toda la galaxia se mueve respecto a nosotros con una velocidad sistémica  $V_0$ , tenemos la siguiente expresión para la velocidad radial de un punto con coordenadas en  $P'$

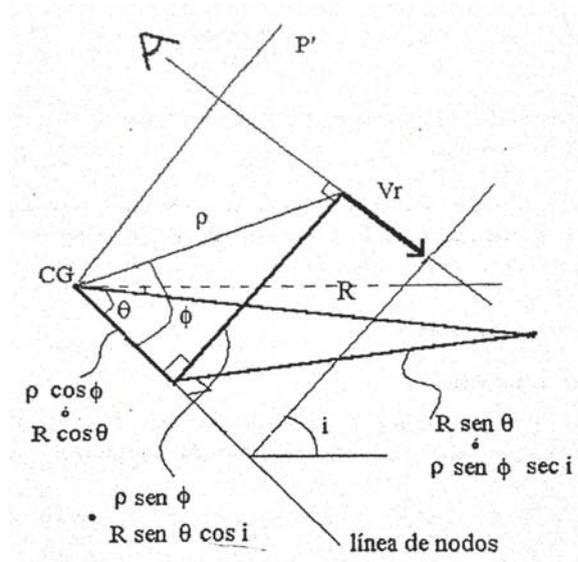


FIGURA 1.11: Diagrama que muestra la relación geométrica entre el plano P y el plano P' (Fuentes-Carrera 1999).

$(\rho, \phi)$  y coordenadas en P ( $R$  y  $\theta$ ):

$$V_{obs} = \Theta(R, \theta) \cos \theta \operatorname{sen} i + \Pi(R, \theta) \operatorname{sen} \theta \operatorname{sen} i - Z(R, \theta) \cos i + V_0. \quad (1.3)$$

Por otro lado,  $(\rho, \phi)$  y  $(R$  y  $\theta)$  se relacionan a través de las siguientes expresiones (ver Figura 1.11):

$$R^2 = \rho^2 (\cos^2 \phi + \operatorname{sen}^2 \phi \sec^2 i) \quad (1.4)$$

$$\tan \theta = \tan \phi \sec i \quad (1.5)$$

Las tres componentes de la velocidad radial no pueden ser deducidas únicamente conociendo  $V_{obs}$ , por lo que es necesario suponer que el movimiento predominante en la galaxia es la rotación alrededor del centro de la misma y que tenemos simetría axial de manera que  $\Theta$ ,  $\Pi$  y  $Z$  sólo dependen de  $R$ . Es decir, que los movimientos no circulares en cada punto son despreciables, o a lo más se pueden considerar como perturbaciones, de donde  $\Pi = Z = 0$ .

De ese modo llegamos a la expresión para la velocidad radial:

$$V_{obs}(\rho, \phi) = V_0 + \Theta(R) \cos \theta \operatorname{sen} i. \quad (1.6)$$

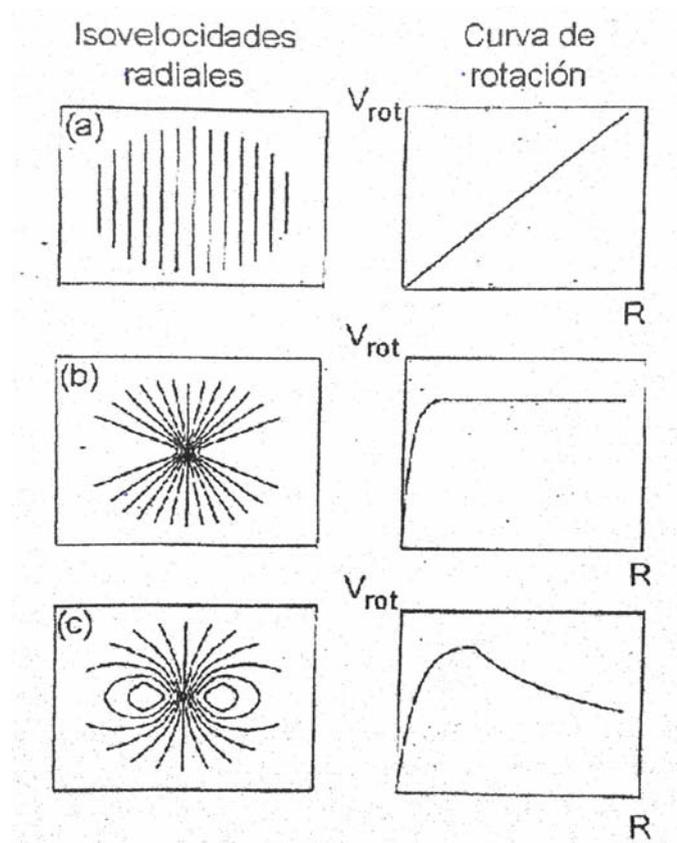


FIGURA 1.12: a) Mapa de isovelocidades radiales y curva de rotación asociada para un cuerpo rígido. b) Mapa de isovelocidades radiales y curva de rotación para velocidad constante respecto al radio (curva plana). c) Mapa de isovelocidades radiales y curva de rotación asociada para un aumento de la forma  $1-e^R$  para la velocidad seguida de una disminución kepleriana de la misma. Figuras tomadas de Amram (1991).

Lo que nos da la siguiente expresión para la velocidad de rotación:

$$\Theta(R) = \left( \frac{V_{obs}(\rho, \phi) - V_0}{\cos\theta \text{sen}i} \right) \tag{1.7}$$

Graficando  $\Theta$  contra  $R$ , se obtiene la curva de rotación de la galaxia. Que como vemos, para obtener  $\Theta$  necesitamos los datos observacionales;  $V_0$ ,  $\rho$ ,  $\phi$ ,  $a$  y  $b$ .

Algunos modelos teóricos del campo de velocidades radiales (es decir, medidas a lo largo de la línea de visión) y su correspondiente curva de rotación se pueden ver en la Figura 1.12.

### 1.2.2. Determinación de la masa

El método mas sencillo para determinar la masa de una galaxia espiral es suponer que la mayor parte de ésta se encuentra en la parte central y que la velocidad de rotación muestra una disminución kepleriana con el radio. Entonces en el punto considerado, la fuerza gravitacional que ejerce la masa central  $M$  y la fuerza centrípeta que experimenta el punto debido al movimiento de rotación son iguales, es decir:

$$F_{gravitacional} = G \frac{mM}{R^2} = \frac{mV^2}{R} = F_{centrípeta}, \quad (1.8)$$

de donde se obtiene:

$$M(R) = \frac{V^2(R) * R}{G}. \quad (1.9)$$

Así, la masa de la galaxia se obtiene identificando en la curva de rotación la velocidad máxima de rotación  $V_{\text{máx}}$  y el radio máximo correspondiente  $R_{\text{máx}}$  e introduciendo estos valores en la ecuación (1.9).

Sin embargo, como ya mencionamos las curvas de rotación de las galaxias observadas no presentan esta caída kepleriana y para radios grandes muestran tener una velocidad más o menos constante. Lo cual nos indica que existe masa considerable en la parte “externa” del disco.

Para curvas con velocidad constante  $V_0$  se tiene como expresión para obtener la masa:

$$M(R) = \frac{V_0^2 * R}{G}, \quad (1.10)$$

lo que indica que la masa aumenta con el radio.

Este tipo de resultados ha llevado a pensar en otros métodos para determinar la masa de galaxias a partir de su curva de rotación. Uno de estos corresponden a Lequeux (1983). Lequeux presenta en este trabajo el cálculo de la masa interior de un radio  $R$  para cualquier forma de distribución de masa. Para evaluar la masa, el método no sólo considera un modelo esférico sino que además considera un modelo de disco (Nordsieck 1973) en el cual la velocidad de rotación depende de la distribución de la masa en el interior del radio  $R$  y en el exterior de este.

Para el modelo de disco, la masa al interior de un radio  $R$  es igual a:

$$M(R) = 0.6 \frac{V_0^2(R) * R}{G}, \quad (1.11)$$

donde  $V_0(R)$  es el valor de la velocidad en la parte plana de la curva. Para el caso de una distribución esférica se utiliza la ecuación (1.10). Con simetría esférica o de disco, la velocidad de la partícula de prueba es determinada solamente por la masa interior a la posición de la partícula. Consecuentemente, solo esta masa interior puede derivarse a partir de la velocidad de la partícula. De modo que para una galaxia real, el valor de  $M(R)$  deberá encontrarse entre estos dos valores.

### 1.3. Importancia del estudio de galaxias aisladas

Es bien conocido que la evolución de una galaxia es fuertemente afectada por la influencia de galaxias cercanas. Así una galaxia puede estar en interacción con solo una galaxia, provocando una fusión entre ellas lo cual inducirá que su tasa de formación estelar aumente, cambios en su morfología y en su abundancia química, lo mismo puede pasar si la galaxia se encuentra en un ambiente con muchas compañeras que aunque no estén demasiado cercanas están interactuando fuertemente con ella. Sin embargo, existen galaxias que se encuentran en un medio “aislado”.

Esta población de galaxias aisladas resulta ser de gran interés, pues considerando que residen en regiones de muy baja densidad estas no fueron sometidas a una influencia significativa por vecinos cercanos, por lo que resultan ser una muestra para probar diferentes escenarios del origen y la evolución de galaxias.

La cinemática de una galaxia puede darnos información sobre el medio en el que se encuentra esta, ya que podemos ver como este medio ambiente afecta al modelo estándar que tendríamos si la galaxia estuviera perfectamente aislada.

En este sentido, galaxias dinámicamente aisladas son la muestra de referencia para estudiar los efectos del entorno sobre las propiedades de las galaxias como la morfología, la abundancia química y la tasa de formación estelar (SFR, de las siglas en inglés Star Formation Rate).

Es por eso, que es importante tener una muestra de galaxias aisladas que no solo tome las proyecciones de las galaxias respecto al plano del cielo, si no también el corrimiento al rojo de las galaxias y sus vecinas, así como la cinemática la galaxia principal.

## 1.4. Galaxias aisladas: Criterios de aislamiento

El primer catálogo de galaxias aisladas CIG (del inglés Catalog of Isolated Galaxies) fue realizado por V.E. Karachentseva en 1973. Este catálogo se compone de 1051 galaxias con una magnitud aparente  $\leq 15.7$ , declinación mayor que  $-3$  grados y con velocidad radial  $\geq 1500$   $\text{kms}^{-1}$ . Karachentseva inspecciona visualmente las placas de Palomar, tratando de identificar aquellas galaxias que no tenían vecinos cerca de tamaño “similar”.

El criterio que adoptó Karachentseva para clasificar galaxias aisladas está basado en el diámetro de la galaxia principal y la separación angular con sus vecinos más cercanos. Karachentseva considera una galaxia aislada (de diámetro angular  $D_p$ ), si cualquier vecino con diámetro  $D_i$  (con  $D_p/4 \leq D_i \leq 4D_p$ ) tiene una separación angular aparente  $R_{ip}$  respecto a la galaxia principal de más de  $20 D_i$ .

El criterio de Karachentseva implica que aunque una galaxia CIG haya sufrido una interacción en el pasado todos los posibles efectos de la misma; como colas de marea, puentes de marea o formación estelar intensa, probablemente ya han sido borrados para el momento. Debido a que este representa un límite inferior del tiempo transcurrido desde la última interacción entre una galaxia CIG y un vecino potencial ( $3 \times 10^9$  años), las galaxias CIG, aparentemente, han estado aisladas por un largo tiempo (si no es que durante toda su existencia). Por ejemplo, si se supone un  $D_p = 25$  kpc para una galaxia CIG y una típica velocidad de “campo”  $V = 150$   $\text{kms}^{-1}$ , entonces un perturbador de aproximadamente la misma masa y diámetro requeriría  $3 \times 10^9$  años para recorrer una distancia de  $20 D_i$  (Verdes-Montenegro et al. 2005).

Un trabajo más reciente sobre galaxias aisladas es el realizado por el grupo del proyecto AMIGA (por sus siglas en inglés Analysis of the Interstellar Medium of Isolated Galaxies). El proyecto AMIGA consiste en la identificación y estudio de una muestra estadísticamente significativa de las galaxias más aisladas del Universo Local; su objetivo es cuantificar las propiedades de las diferentes fases del medio interestelar en estas galaxias.

AMIGA toma el catálogo realizado por Karachentseva (1973) como una base de su muestra. La muestra ha sido evaluada, refinada y mejorada, incluyendo una revisión cuidadosa del grado de aislamiento de los miembros de la CIG.

Los primeros trabajos del proyecto AMIGA realizan una revisión de las posiciones, correcciones en la magnitud y revisión morfológica de las CIG, encontrando

varias galaxias CIG que no cumplen el criterio de Karachentseva. Por lo cual revisan cuidadosamente el aislamiento de los miembros de la CIG, realizando una cuantificación del grado de aislamiento. Para lo cual también realizaron una enumeración y clasificación de todas las galaxias vecinas aunque no cumplieran el criterio de Karachentseva (Verley et al. 2007b).

El estudio realizado para catalogar todos los vecinos proyectados, toma en cuenta aquellos con una magnitud  $\sim 17.5$ , situados en un volumen de 0.5 Mpc alrededor de las galaxias CIG y arrojó aproximadamente 54000 vecinos. El valor de 0.5 Mpc se toma asumiendo que para una velocidad de campo de  $150 \text{ kms}^{-1}$  el tiempo en que lleva a la galaxia en atravesar este radio es de  $3.2 \times 10^9$  años (Verley et al. 2007b). En la Figura 1.13, se muestra la distribución del tamaño de las galaxias vecinas con respecto al tamaño de la galaxia CIG asociada. Observamos que muy pocos vecinos tienen un diámetro mayor que el diámetro de su galaxia CIG asociada. La distribución aumenta exponencialmente a medida que los diámetros de los vecinos se hacen más pequeños: se alcanza el pico de la distribución para los vecinos que tienen diámetros de aproximadamente un cuarto del tamaño del diámetro de la galaxia CIG asociada. Esto corresponde con el factor que utilizó Karachentseva. Como vemos los tamaños de los vecinos tomados en cuenta por el criterio de aislamiento de Karachentseva no se distribuyen por igual entre  $0.25$  y  $4 D_p$ , la gran mayoría de los vecinos (alrededor de 88 %) son al menos dos veces más pequeños que su galaxia CIG asociada. Si se toman también en cuenta las galaxias vecinas que tienen un diámetro inferior a  $0.25 D_p$  se puede ir un paso más allá para proporcionarnos una cuantificación del grado de aislamiento de las galaxias CIG de acuerdo con diferentes parámetros complementarios, que producirán una imagen bien caracterizada de su entorno (Verley et al. 2007a).

Se definen dos parámetros complementarios con el fin de cuantificar el grado de aislamiento de las galaxias CIGs: la densidad numérica local de galaxias vecinas y la fuerza de marea.

La densidad numérica local,  $\eta_k$  ( $k$  número de vecinos cercanos), de galaxias vecinas es calculada centrándonos en las proximidades de los candidatos a galaxias aisladas. La masa de la galaxia puede ser calculada usando el modelo de Lequeux (1983). De los valores encontrados en la curva de rotación ajustada y las ecuaciones 1.11 y 1.10, podemos determinar el rango de masa de CIG 33 tomando un radio correspondiente a  $R=7000 \text{ pc}$  y de CIG 746 tomando un radio correspondiente a  $R=7800 \text{ pc}$ , y tomando la velocidad de rotación en ese punto como la velocidad máxima o la velocidad constante  $V_0 = V_{rot}=169.47 \text{ km/s}$  y  $V_0 = V_{rot}=165.385 \text{ km/s}$  respectivamente para cada galaxia. e encuentra considerando la distancia al  $k$ -ésimo

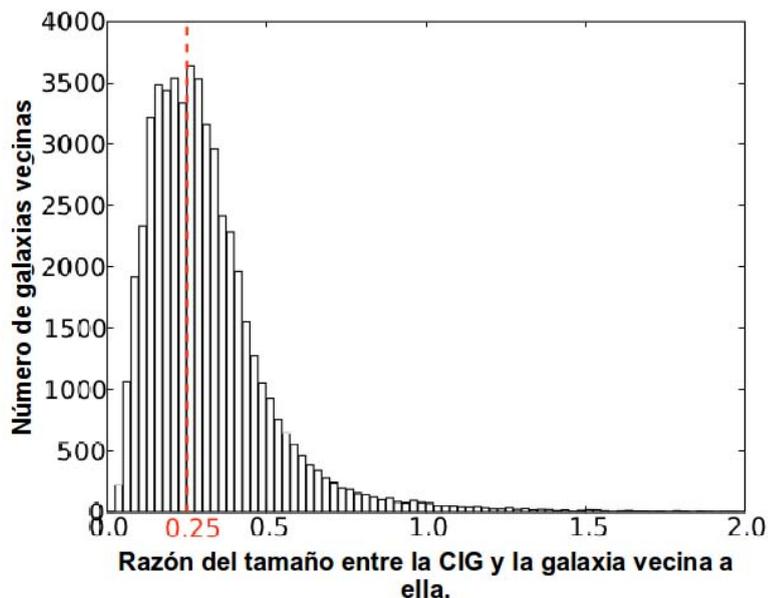


FIGURA 1.13: Distribución del eje mayor de los vecinos con respecto al eje mayor de su galaxia CIG asociado. La línea roja representa el límite inferior definido por Karachentseva para considerar un vecino como un potencial perturbador (Verley et al. 2007b).

vecino más cercano dentro del volumen de 0.5 Mpc. Un factor importante es el tamaño de los vecinos de la galaxia, ya que sólo se tomarán en cuenta vecinos con tamaño “similar” (0.25 a 4 veces el diámetro de cada galaxia CIG, tal como se define por Karachentseva 1973) para reducir al mínimo la contaminación por galaxias de fondo.

$$\eta_k \propto \log \frac{k-1}{V(r_k)}, \quad (1.12)$$

con  $V(r_k) = 4\pi r_k^3/3$ , donde  $r_k$  (en minutos de arco) es la distancia proyectada por el k-ésimo vecino más cercano.

Como vemos esto nos dice que entre más lejos esté el k-ésimo vecino, más pequeño es el número de densidad local. Este es un buen parámetro para la descripción de las proximidades a la galaxia; sin embargo, tiene el problema de que no toma en cuenta la masa o el tamaño de los perturbadores.

Con el fin de proporcionar una estimación del grado de aislamiento, teniendo también en cuenta las masas de los vecinos, se calculó la fuerza de marea que afecta a las galaxias CIG debido a la presencia de estos vecinos. Para estimar la fuerza de

marea que afecta a cada una de las galaxias CIG (con un diámetro  $D_p$  y una masa  $M_p$ ), se usó el formalismo desarrollado por Dahari (1984) para estimar la fuerza de marea de un objeto extendido ( $\Delta R$  es la extensión del objeto). Así pues la fuerza de marea por unidad de masa producida por un vecino es proporcional a  $M_i^* R_{ip}^{-3}$ , donde  $M_i$  es la masa del  $i$ -ésimo vecino y  $R_{ip}$  es la distancia desde el centro de la galaxia primaria. Puesto que  $R_{ip}$  sólo está disponible en algunos casos, aproximamos por la separación proyectada  $S_{ip}$ . Entonces la fuerza de marea está dada por:

$$F_t \sim \frac{M_i \times D_i}{S_{ip}^3}. \quad (1.13)$$

De igual manera no se cuentan con valores disponibles de  $M_i$ , por lo que se define un estimador  $Q_{ip}$  como la razón entre la fuerza de marea y la fuerza de amarre  $F_b$ :

$$F_b \sim \frac{M_p}{D_p^2}, \quad (1.14)$$

$$Q_{ip} \equiv \frac{F_t}{F_b} \propto \left(\frac{M_i}{M_p}\right) \left(\frac{D_p}{S_{ip}}\right)^3 \propto \frac{(D_p D_i)^{3/2}}{S_{ip}^3}, \quad (1.15)$$

el cual como vemos ya no depende de las masas.  $Q_{ip}$  solo toma en cuenta al  $i$ -ésimo vecino. Para tomar a todos los vecinos en el campo, definimos  $Q$  como el logaritmo de la suma de  $Q_{ip}$ , sobre todos los vecinos en el campo:

$$Q \equiv \log \left( \sum_i Q_{ip} \right). \quad (1.16)$$

Donde se adopta que la dependencia de la masa de la galaxia puede ser calculada usando el modelo de Lequeux (1983). De los valores encontrados en la curva de rotación ajustada y las ecuaciones 1.11 y 1.10, podemos determinar el rango de masa de CIG 33 tomando un radio correspondiente a  $R=7000$ pc y de CIG 746 tomando un radio correspondiente a  $R=7800$ p, y tomando la velocidad de rotación en ese punto como la velocidad máxima o la velocidad constante  $V_0 = V_{rot}=169.47$  km/s y  $V_0 = V_{rot}=165.385$  km/s respectivamente para cada galaxia. La masa con el tamaño es  $M_i \propto D_i^\gamma$ , con  $\gamma = 1.5$ . Como vemos en cuanto mayor sea el valor de  $Q$ , menos aislada está la galaxia respecto a influencias externas y viceversa.

Los dos parámetros de aislamiento dan resultados consistentes, como se muestra en la Figura 1.14, (densidad de número local frente a la fuerza de marea). Cuando una galaxia muestra valores bajos tanto para la densidad del número local y la estimación de la fuerza de marea, esta galaxia está muy aislada de cualquier tipo de

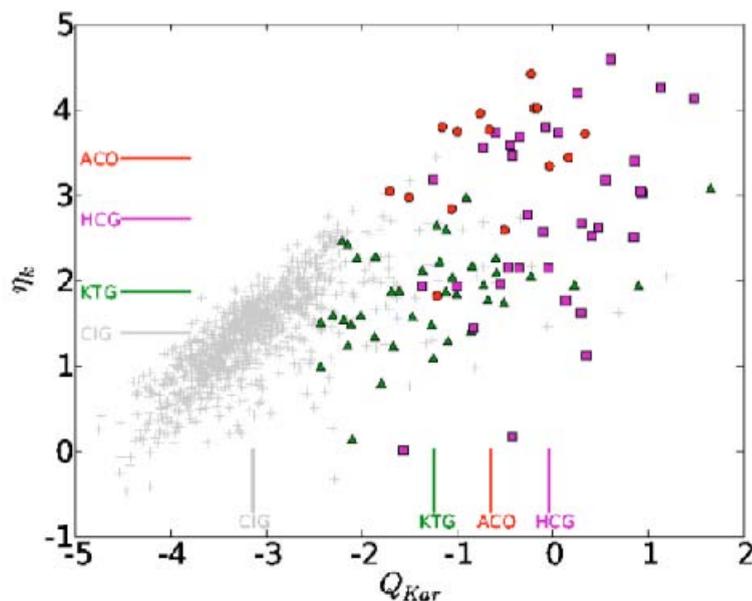


FIGURA 1.14: Comparación entre la densidad numérica local y las fuerzas de marea ( $Q_{kar}$ , se define igual que  $Q$  pero tomando solo vecinos que cumplen con el criterio de Karachentseva) parámetros para la CIG y las muestras de comparación. Las galaxias CIG se representan mediante cruces grises. Las tres muestras de comparación fueron; tripletes de galaxias a partir del catálogo de Karachentseva (KTG, Karachentseva et al. 1979) representadas mediante triángulos verdes, grupos compactos del catálogo de Hickson (HCG, Hickson 1982) representados mediante cuadrados magenta, y cúmulos Abell (ACO, Abell 1958; Abell et al. 1989) representados mediante puntos rojos. Los valores medios de cada muestra se muestran por líneas horizontales y verticales, siguiendo el mismo código de colores (Verley et al. 2007a).

influencia externa. Por el contrario, cuando los dos valores son altos, la evolución de la galaxia puede ser perturbada por el medio ambiente y este tipo de galaxias no es adecuado para representar las características normales de galaxias aisladas. En general los autores encuentran que para considerar una galaxia aislada, esta debe cumplir con que:

$$Q \leq -2 \quad \eta_k \leq 2.4.$$

Como vemos tanto el catálogo realizado por Karachentseva en 1973, así como el trabajo reciente realizado por el grupo AMIGA (2005), solo toma dos aspectos importantes para la muestra; tamaños angulares y redshift. Esto en general nos da un buen catálogo sobre galaxias aisladas; sin embargo, es necesario estudiar cada una de ellas para poder obtener información que pueda ser comparable con las galaxias no aisladas. La mayoría de los estudios realizados sobre esta muestra de galaxias ais-

ladas no llevan consigo la cinemática de la galaxia, lo cual es un punto importante para ver los efectos que puedan tener las galaxias vecinas pequeñas sobre la galaxia principal.

Es por eso que decidimos tomar dos galaxias de la muestra de AMIGA y estudiar su cinemática. Las dos galaxias seleccionadas son CIG 33 y CIG 746, las cuales no muestran ningún signo de interacción, con diferente morfología.

CIG 33 (NGC 237) es una galaxia tipo SAB(rs)cd, con una barra central (Figura 1.15). Esta localizada a una distancia de 59.2 Mpc de acuerdo con NED. En la Tabla 1.1 se presentan las características más generales de CIG 33. Esta galaxia tiene una literatura extensa, mayormente relacionada con trabajos sobre galaxias aisladas; Karachentseva (1973), Verdes Montenegro et al (2005), Sulentic et al (2006), Verley et al (2007), León et al (2008), Sabater et al (2008), Espada et al (2011), Lisenfeld et al (2011). Otras referencias son relativas al estudio del Universo Local y galaxias barradas. CIG 33 es considerada galaxia aislada de acuerdo con Karachentseva, pero también muestra valores reportados por AMIGA de  $\eta_k$  y  $Q$  bajo los cuales también es caracterizada como galaxia aislada. Ver Tabla 1.1.

CIG 746 es una galaxia tipo Sc (Figura 1.16). Está localizada a una distancia de 116 Mpc de acuerdo con NED. En la Tabla 1.1 se presentan las características más generales de CIG 746. Esta galaxia tiene una literatura extensa, relacionada con trabajos sobre galaxias aisladas; Karachentseva (1973), Verdes Montenegro et al (2005), Sulentic et al (2006), Verley et al (2007), Lisenfeld et al (2007), León et al (2008). CIG 746 es considerada galaxia aislada de acuerdo con Karachentseva, pero también muestra valores reportados por AMIGA de  $\eta_k$  y  $Q$  por los cuales también es caracterizada como galaxia aislada. Ver Tabla 1.1.

En este estudio se pretende enfatizar la importancia de tomar en cuenta la cinemática de cada una de las galaxias para mostrar los efectos del ambiente en que se encuentran. También se realiza un estudio sobre las asimetrías encontradas en el campo de velocidades, basándonos en el estudio y clasificación de lopsidedness dada por Van Eymeren et al. (2011).

## 1.5. Lopsidedness y sus posibles causas

Es bien conocido que la luz en los discos de galaxias espirales no es estrictamente simétrica y de ahí se puede inferir que la distribución de masa tampoco es simétrica. A pesar de esto, se ha ignorado este hecho y se ha supuesto que los discos son

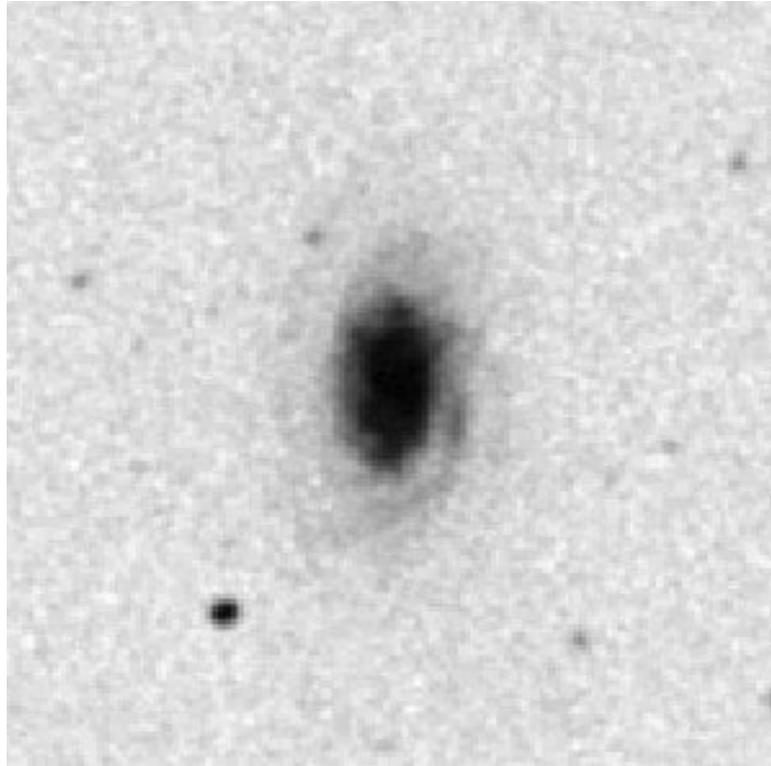


FIGURA 1.15: Imagen de la galaxia CIG 33 en la banda roja tomada del catálogo DSS2. El campo es igual a 3 arcmin x 3 arcmin. Norte está hacia arriba, y el este hacia la izquierda.

TABLA 1.1: Parámetros of CIG 33 and CIG 746

	CIG 33	CIG 746
Coordenadas (J2000)	$\alpha= 00\text{h } 43\text{m } 27.842\text{s}$ $\delta=-00^{\circ}07'29.74''$	$\alpha= 16\text{h } 32\text{m } 19.13\text{s}$ $\delta=+03^{\circ}51'44.00''$
Tipo morfológico	SAB(rs)cd	Sc
Magnitud aparente (mag)	11.85 +/- 0.16	15.4 +/- 0.40
Magnitud absoluta (mag)	-21.86 +/- 0.22	-19.97 +/- 0.64
Velocidad heliocéntrica radial ( $\text{km s}^{-1}$ )	41750 +/- 6	8409 +/- 38
Distancia (Mpc)	59.20 +/- 4.1	116.00 +/- 8.10
Redshift	0.013926 +/- 0.000020	0.0280049 +/- 0.000127
$k$	5	5
$\eta_k$	1.634	0.583
$Q$	-1.758	-3.283

simétricos, ya que es mucho más simple estudiar la dinámica de estos discos que tienen simetría axial. Estas asimetrías fueron descritas por primera vez por Baldwin et. al. (1980), quien definió el término “lopsidedness”. Una galaxia se dice que tiene lopsidedness si muestra una distribución espacial no-simétrica global del tipo

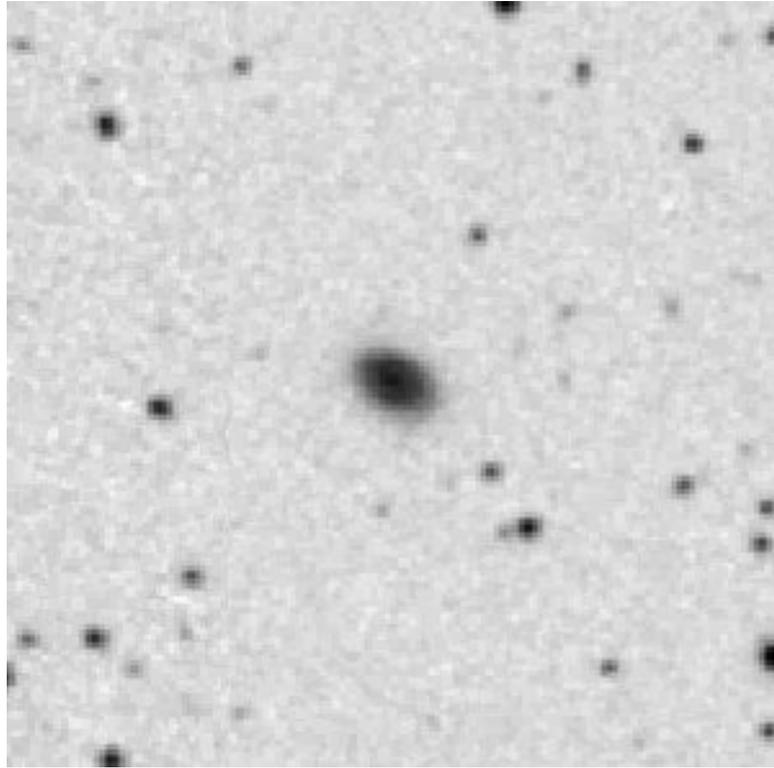


FIGURA 1.16: Imagen de la galaxia CIG 746 en la banda roja tomada del catálogo DSS2. El campo es igual a 3 arcmin x 3 arcmin. Norte está hacia arriba, y el este hacia la izquierda.

de  $m = 1$  donde  $m$  es el número de onda azimutal, o una distribución  $\cos\phi$  donde  $\phi$  es el ángulo azimutal en el plano del disco.

Aún no están todavía bien entendidos el origen y la evolución de la “lopsidedness”. Al igual que cualquier otra perturbación no simétrica, la distribución de la lopsidedness también tendería a quedar cancelada por la rotación diferencial en el disco galáctico con el paso de unos tiempos dinámicos. Dado que una gran fracción de galaxias muestran lopsidedness, debe ser un fenómeno de larga duración o que se genera frecuentemente. Las fuerzas de marea, y la acumulación de galaxias satélites se han sugerido como el origen de las asimetrías del disco (Jog 1997).

Un evento muy común son las interacciones de galaxias, es por eso que se ha propuesto el origen de lopsidedness como la respuesta del disco a las fuerzas marea, algunos otros posibles mecanismos que se han sugerido incluyen un disco de fuera del centro en un halo como en una galaxia enana (Levine & Sparke 1998) o la acreción de gas (Bournaud et al., 2005b).

La lopsidedness se observan no solo en la morfología de las galaxias, sino también en su cinemática. Las curvas de rotación son usualmente derivadas para obtener la distribución de masa en una galaxia que está soportada por rotación. Típicamente se supone que las curvas de rotación son azimutalmente simétricas. Sin embargo, algunas observaciones detectan desviaciones locales a partir de una rotación circular de unos pocos km/s que son debidos a la transmisión de movimientos causados ya sea por los brazos espirales o barras.

Las asimetrías se ven particularmente en los discos ópticos exteriores de las galaxias. La mayoría de los estudios, sin embargo, se basan en las imágenes ópticas o en los perfiles HI. Los mapas de HI y H $\alpha$  son ideales para investigar asimetrías ya que los discos de gas son mucho más extendidos que los discos estelares. Estudios recientes de HI y H $\alpha$ , revelan que a grandes escalas las asimetrías cinemáticas son un fenómeno muy común (Kannappan & Fabricant 2001; Swaters et al. 2009; Epinat et al. 2008).

El origen de la asimetría en la curva de rotación fue abordado teóricamente por Jog, quien mostró que la asimetría global en las curvas de rotación así como en la morfología puede ser causada por las estrellas y el gas en un disco galáctico que responde a un potencial de halo distorsionado. Incluso una pequeña perturbación en el potencial de asimetría resulta en una gran perturbación cinemática, que por lo tanto debería ser fácil de detectar.

Bajo el supuesto de que la asimetría se produce como una respuesta del disco para un halo distorsionado producido por una interacción entre galaxias, una estimación de la perturbación del potencial asimétrico que da lugar a la lopsidedness cinemática se puede recuperar de las curvas de rotación de la parte que retroceden y de la parte que se aproxima. Por lo tanto, es crucial definir con precisión los parámetros cinemáticos, es decir, la velocidad sistémica, las coordenadas del centro dinámico, la inclinación y el ángulo de posición.

El parámetro de perturbación para el potencial asimétrico ( $\varepsilon_{cin}$ ) se calcula a partir de las velocidades de rotación máxima de la curva de rotación producto de la combinación del lado que retrocede y del lado que se aproxima, así como la de cada una de ellas, por lo que se necesitan datos sensibles que tracen el gas a grandes radios donde la curva de rotación termina en una meseta. Hasta ahora, las observaciones de interferometría en HI han sido las más adecuadas para este tipo de estudio.

$$\varepsilon_{cin} = \frac{v_{retro} - v_{aprox}}{2v_c}$$

donde  $v_{retro}$  y  $v_{aprox}$  representa la velocidad máxima de la curva del lado que retro-

cede y de la curva del lado que se aproxima respectivamente,  $v_c$  es la velocidad máxima de la curva de rotación producto de la combinación del lado que retrocede y del lado que se aproxima.

Van Eymeren et al. (2011) usando HI y H $\alpha$  muestran que el parámetro de perturbación para el potencial asimétrico,  $\varepsilon_{cin}$ , que les dio un valor medio de aproximadamente 0.056, lo que les decía que este parámetro es insuficiente o sobrestima el lopsidedness si hay distorsiones locales. También analizaron el campo de velocidades y la curva de rotación de cada una de las galaxias de su muestra. El análisis consistió en extraer por separado las curvas de rotación de la parte que retrocede y de la parte que se aproxima, mostrando que el comportamiento cinemático del disco de la galaxia se puede clasificar en cinco tipos diferentes (Ver Figura 1.17).

En conclusión van Eymeren et. al. 2011, analiza estos cinco tipos y manifiesta las causas más probables de la presencia del lopsidedness.

- Tipo 1: para estas galaxias, las curvas de rotación que retroceden y se aproximan se encuentran en una muy buena concordancia que indica una distribución de velocidades muy simétrica (UGC6446).
- Tipo 2: Para estas galaxias, los lados que retroceden y se aproximan tienen un desplazamiento constante (UGC2080). No hay asimetrías locales en el campo de velocidad, sólo un desplazamiento en los contornos de iso-velocidad global. Para estas galaxias las asimetrías en el disco pueden ser causadas por una compañera más masiva o por ser parte de un grupo con compañeros muy cercanos.
- Tipo 3: Para estas galaxias, los lados que retroceden y se aproximan están en buen acuerdo en radios pequeños, pero muestran crecientes diferencias en los radios más grandes. (UGC9211). Las galaxias de este tipo, muestran compañeros cercanos que son típicamente nubes HI menos masivas o pequeñas lo que podrían causar la asimetría.
- Tipo 4: En estas galaxias donde los lados retroceden y se aproximan están de acuerdo en las partes exteriores, pero difieren significativamente en las partes internas (UGC8863). El campo de velocidad muestra una característica tipo barra en las partes interiores, lo que probablemente conduce a estas grandes discrepancias.
- Tipo 5: En estas galaxias, con diferencias entre los lados que retroceden y acercándose, tanto en el interior como en la parte exterior. Sin embargo, las

curvas cambian en que las velocidades de rotación de ambos lados “se reúnen” (UGC7353). El campo de velocidad revela dos sistemas, uno interior que gira más rápidamente que la exterior. Para este tipo se observan compañeros cercanos a las galaxias lo que podrían causar la asimetría.

Las galaxias del tipo 2 y tipo 5 muestran asimetría en todos los radios. Esto se espera cuando el disco se ve afectado por un halo que a su vez ha sido distorsionado por un encuentro de marea (Jog 1997). Estos dos tipos de galaxias representan el 57% del total de la muestra, lo que sugiere que las mareas juegan un papel importante en el asimetría de las galaxias de disco.

Se comparan los resultados de la clasificación por las curvas del lado que retrocede y el lado que se aproxima, con el valor del parámetro de perturbación del potencial de asimetría. Sin embargo, como ya mencionamos el parámetro es insuficiente o sobre estima asimetrías si hay distorsiones locales. En resumen, la forma más fiable para cuantificar la asimetría cinemática es comparar las curvas de rotación.

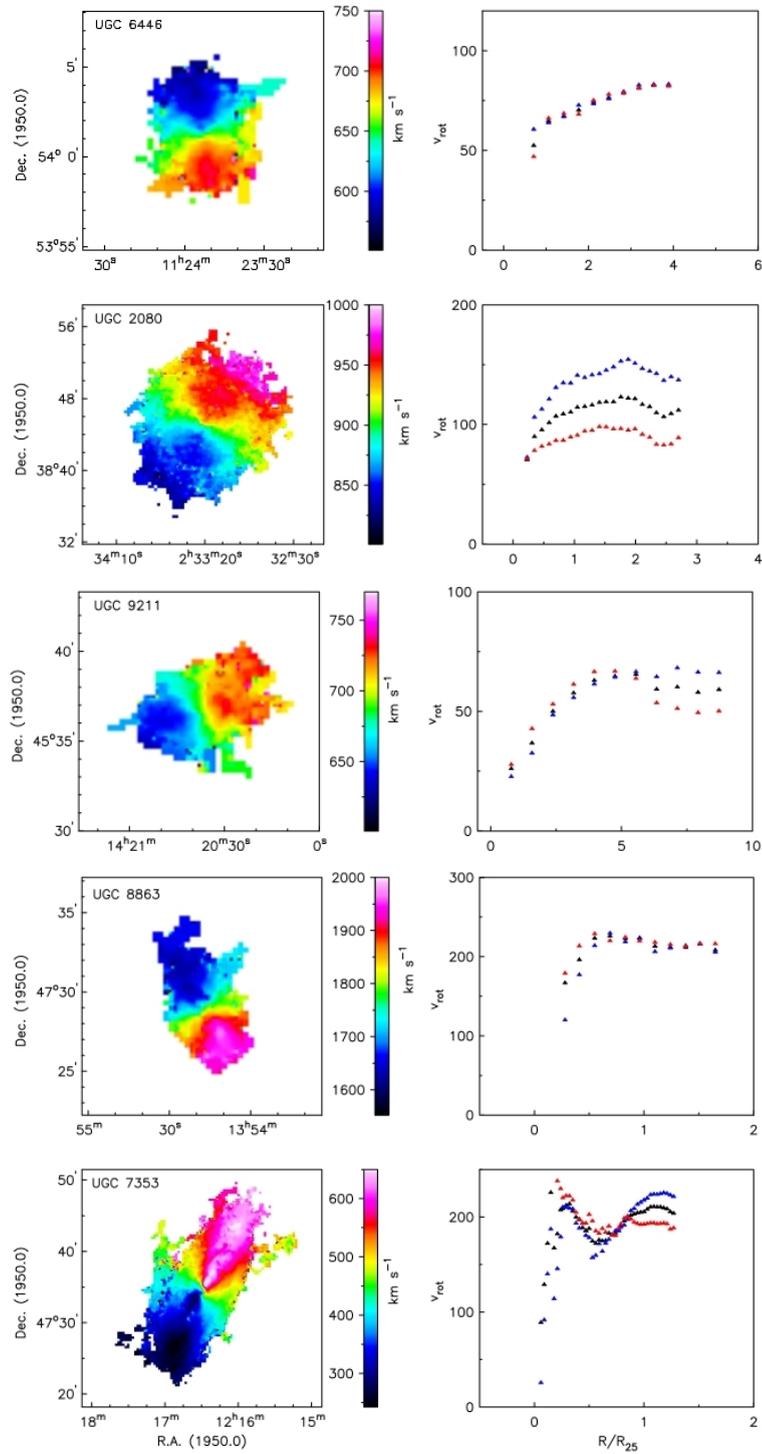


FIGURA 1.17: Campos de velocidades y curvas de rotación (lado que retrocede: rojo; lado que aproxima: azul; combinación de ambos lados: negro) de algunas galaxias representativas de los cinco diferentes tipos de patrones de velocidades. De arriba para abajo: UGC 6446 (tipo 1), UGC 2080 (tipo 2), UGC 9211 (tipo 3), UGC 8863 (tipo 4), UGC 7353 (tipo 5).

## Capítulo 2

# Observación y reducción de datos tomados con el instrumento PUMA

### 2.1. Interferometría Fabry- Perot

El interferómetro construido por Charles Fabry y Alfred Perot en 1899 emplea interferencia de haces múltiples y es usado para la medición de longitudes de onda con una alta precisión y para el estudio de la estructura fina de líneas espectrales. Un interferómetro Fabry-Perot consta de dos placas transparentes con superficies planas; las superficies interiores que están recubiertas parcialmente con un material de alta reflectancia. Las superficies recubiertas son paralelas y están separadas una distancia  $d$ . Este interferómetro hace uso de las múltiples reflexiones entre dos superficies parcialmente plateadas y muy próximas entre sí. Parte de la luz se transmite cada vez que llega a la segunda superficie, resultando en múltiples rayos desfasados que pueden interferir unos con otros. El gran número de rayos de interferencia, produce un interferómetro con una resolución extremadamente alta, algo así como lo hacen las múltiples rendijas de una rejilla de difracción, aumentando su resolución. La separación entre las placas puede ser ajustable o fija. En el primer caso el instrumento es llamado etalón Fabry-Perot.

El interferómetro está montado por lo general entre una lente de colimación y la lente de enfoque como se muestra en la Figura 2.1. Si se usa una fuente extendida de luz, las franjas de interferencia aparecen en forma de anillos circulares concéntricos en el plano focal de la lente de enfoque. Cada anillo corresponde a un valor constante del ángulo incidente  $\theta$ , y las franjas circulares son llamadas “franjas de igual inclinación”.

Una onda incidente proveniente de un punto de una fuente extendida, sufre múltiples reflexiones entre las placas del interferómetro. Los haces resultantes de estas

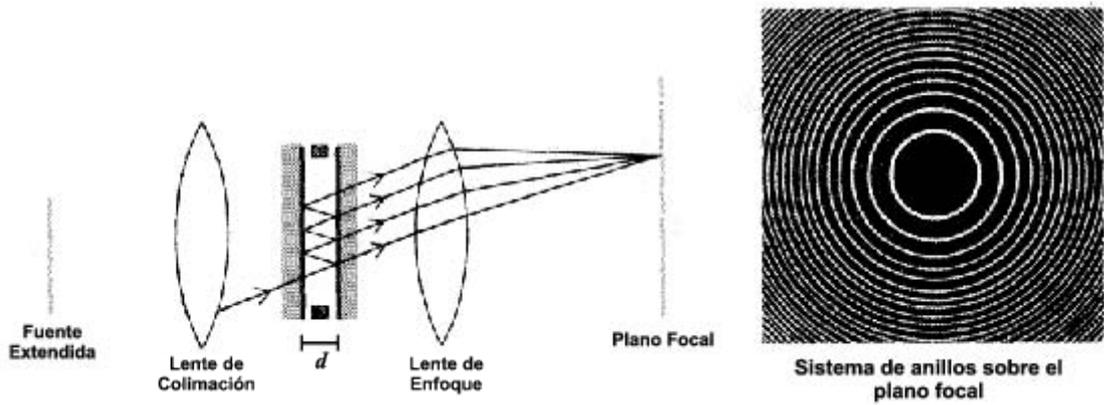


FIGURA 2.1: Interferómetro Fabry-Perot etalón (Fowles 1989).

reflexiones son recolectados por la lente de enfoque, haciéndolos coincidir sobre una pantalla. La condición para obtener un máximo de interferencia es:

$$2dn_2\cos\theta = m\lambda_0, \quad (2.1)$$

donde  $n_2$  es el índice de refracción del medio entre las placas,  $d$  la separación entre las mismas,  $\theta$  es el ángulo que forma el rayo incidente respecto al eje óptico,  $m$  es el orden de interferencia y es un número entero y  $\lambda_0$  la longitud de onda de la luz incidente.

El intervalo espectral libre del interferómetro de Fabry-Perot está definido como la separación entre ordenes de interferencia adyacentes. Este parámetro corresponde a la máxima diferencia en longitud de onda que puede medir el interferómetro sin ambigüedad alguna; es decir, si dos longitudes de onda están separadas por un intervalo mayor al intervalo espectral libre del interferómetro, se obtendrá un resultado incorrecto al medir la diferencia entre una y otra. En términos de frecuencias ( $\nu$ ) tenemos:

$$\nu_{m+1} - \nu_m = \frac{c}{2dn_2\cos\theta}. \quad (2.2)$$

Para el caso en que  $\theta$  es pequeño, el rango espectral libre en frecuencia es aproximadamente:

$$\nu_{m+1} - \nu_m \simeq \frac{c}{2dn_2}. \quad (2.3)$$

### 2.1.1. Interferometría Fabry- Perot de barrido PUMA

En el interferómetro Fabry-Perot de etalón hemos dicho que la distancia de separación entre las placas es fija; sin embargo, sí se hace variar la distancia,  $d$ , entre ellas el interferómetro es conocido como Interferómetro Fabry-Perot de barrido, en el cual la longitud de onda que es transmitida depende de la separación  $d$  que exista entre las placas del interferómetro.

$$\lambda_{tras} = \frac{2nd}{m}. \quad (2.4)$$

La función de Airy es una función de  $\theta_t$  (ángulo de transmisión) o  $\theta_i$  (ángulo de incidencia) debido a su dependencia con la diferencia de fase ( $\Delta$ ). Cada máximo de la curva de densidad de flujo corresponde a una determinada  $\Delta$  y a una  $\theta_i$  particular. En el caso de una placa plana paralela, las franjas en luz transmitida, consistirán en una serie de anillos brillantes delgados sobre un fondo casi completamente oscuro. En luz reflejada, las franjas serán estrechas y oscuras sobre un fondo casi uniformemente brillante.

Para haces de luz monocromática, la función de Airy para una longitud de onda constante describe en realidad una superficie parabólica. En el caso de luz que no es monocromática esto resulta en una serie de superficies parabólicas concéntricas que depende tanto de la separación de las placas  $d$  como del ángulo de incidencia  $\theta$ .

Si definimos la variable  $z$ , la cual está relacionada con la distancia entre las placas  $d$  a través de la relación:

$$d(z) = d(z_0) + bz, \quad (2.5)$$

donde  $b$  es una constante arbitraria y  $z_0$  denota un valor de  $z$  sobre el eje óptico para el cual se cumple la siguiente relación:

$$m\lambda = 2nd(z_0). \quad (2.6)$$

Se puede demostrar que para una longitud de onda constante la función de Airy describe una superficie parabólica (Bland and Tully 1989) la cual depende del ángulo de incidencia  $\theta$  (ver Figura 2.2). Está parábola está dada por:

$$z = z_0 + K_z R^2, \quad (2.7)$$

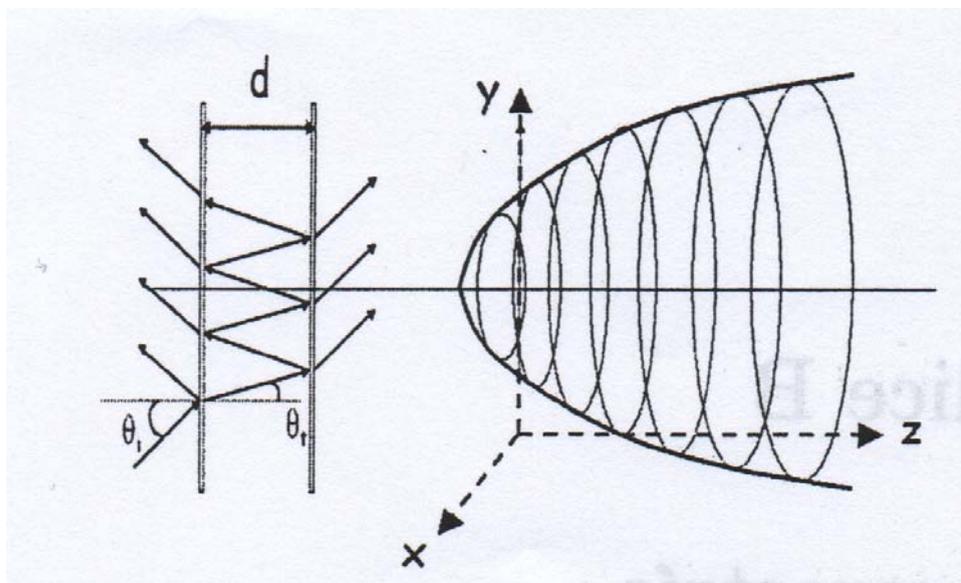


FIGURA 2.2: Superficie parabólica descrita por la función de Airy para una longitud de onda constante (Fuentes-Carrera 2003).

donde  $R$  es el radio entre el eje óptico del instrumento y un pixel dado y  $K_z$  es la relación radio-cuadrante (Atherton et al. 1982; Bland et al. 1987) definida por:

$$K_z = (m/2)\Delta z_0(p_\mu^2/f_{cam}^2), \tag{2.8}$$

donde  $p_\mu$  corresponde al tamaño del pixel y  $f_{cam}$  la longitud focal de la cámara.

Así, para una misma separación  $d$  la longitud de onda que pasa a través del etalón depende del ángulo de incidencia.

La luz que pasa a través de las placas del interferómetro con una determinada distancia entre ellas, corresponde a luz que proviene de la galaxia en una determinada longitud de onda. A cada distancia  $d$  que se va barriendo se toma una imagen de la galaxia. Estas imágenes se almacenan en forma de “cubo” con coordenadas  $(x, y, z)$ . Las coordenadas  $(x, y)$  son coordenadas espaciales que corresponden a las coordenadas espaciales de la fuente extendida que se observa y la coordenada  $z$  está relacionada con la distancia  $d$ , es decir con la longitud de onda que pasa a través de las placas. Al plano  $(x, y)$  lo definiremos como un canal del cubo de información. De manera informal, estos canales se suelen llamar “rebanadas”. Para cada pixel se obtiene un perfil en emisión según el flujo detectado en cada canal (Figura 2.3).

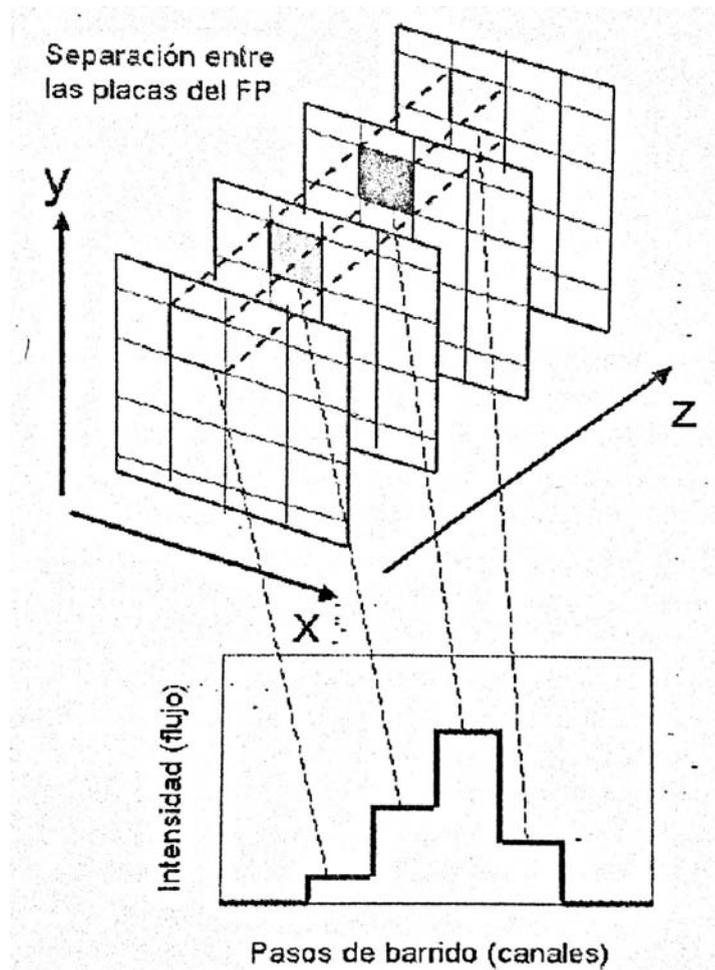


FIGURA 2.3: Cubo de datos obtenido a partir del barrido del interferómetro Fabry-Perot de barrido PUMA ( Fuentes-Carrera 2003).

Aún que cada canal del cubo debería corresponder a una misma longitud de onda para una separación  $d$ , como mencionamos antes para la luz no monocromática la longitud de onda que pasa a través del etalón depende también del ángulo de incidencia de la luz. De ese modo, para obtener una longitud de onda por canal, es necesario calibrar el cubo de datos, considerando un cubo de calibración con el mismo número de canales que el cubo de datos, y obtenido a partir del barrido de luz de una fuente monocromática extendida y uniforme de longitud de onda conocida y cercana a las observaciones. De esta manera se conoce la forma de la superficie parabólica para cierta longitud de onda a partir de la cual se puede corregir el efecto debido a las diferencia en el ángulo de incidencia  $\theta$ .

El interferómetro Fabry-Perot de barrido PUMA (Rosado et al. 1995), consta de un reductor focal acoplado a un interferómetro Fabry-Perot de barrido, el cual puede

llevarse fuera del camino óptico del instrumento para obtener imágenes directas; cuenta además con una rueda de filtros intercambiables y un sistema de calibración. El reductor focal está conformado por un colimador y una cámara. El instrumento cubre un campo de  $10'$  y su escala de placa es igual a  $0.59''$  por pixel para un CCD de  $1024 \times 1024$  pixeles. El diseño optomecánico del PUMA se presenta en la Figura 2.4.

El interferómetro está siendo bañado constantemente por nitrógeno seco para evitar problemas con el control piezoeléctrico debido a la presencia de humedad en el instrumento durante la observación. El interferómetro que utiliza el PUMA es un Queensgate de 2 pulgadas de diámetro con constante igual a 10.74. Las características de este interferómetro son:

Parámetro	Valor
Orden de interferencia	330 $\text{\AA}$ para $H\alpha$
Intervalo espectral libre	19.9766 $\text{\AA}$ - 916 $km/s$
Resolución espectral	0.8324 $\text{\AA}$ - 38.16 $km/s$
Fineza efectiva	24
Canales de barrido	48

## 2.2. Observaciones con el instrumento PUMA

Las observaciones para la galaxia CIG 33 y CIG 746 fueron realizadas en el telescopio de 2.1 m del Observatorio Astronómico Nacional en San Pedro Márti, utilizando el instrumento PUMA. Este telescopio tiene un diseño Ritchey-Chretien y secundarios de  $f/7.5$ ,  $f/13.5$  y  $f/30$ . El PUMA opera en el correspondiente a  $f/7.5$ . El detector utilizado fue el Thomson 2000 de  $2048 \times 2048$  pixeles con una escala de  $15 \mu m/\text{pixel}$ .

CIG 33, fue observada la noche del del 9 de agosto de 2010 por Margarita Rosado y Jack Sulentic. Para este objeto se dió un “bin” igual a 4, y se redujeron sus dimensiones a  $500 \times 500$  pixeles tomando una parte del campo, con una escala final de  $1.08''/\text{pixel}$ .

La línea de emisión  $H\alpha$ , desplazada por efecto Doppler, se observó a través de un filtro centrado en  $6708 \text{\AA}$  con un ancho de  $91 \text{\AA}$ . Se obtuvo una imagen directa (Fabry-Perot fuera del camino óptico), la cual se guardó como un archivo fits, y un cubo del objeto de 48 canales. El tiempo de exposición para la imagen fits fue de 60s; para el cubo fue de 60s por canal barriéndose 48 canales en un tiempo de 2880s. Para la calibración se tomó un cubo de 48 canales con 1s de tiempo de exposición

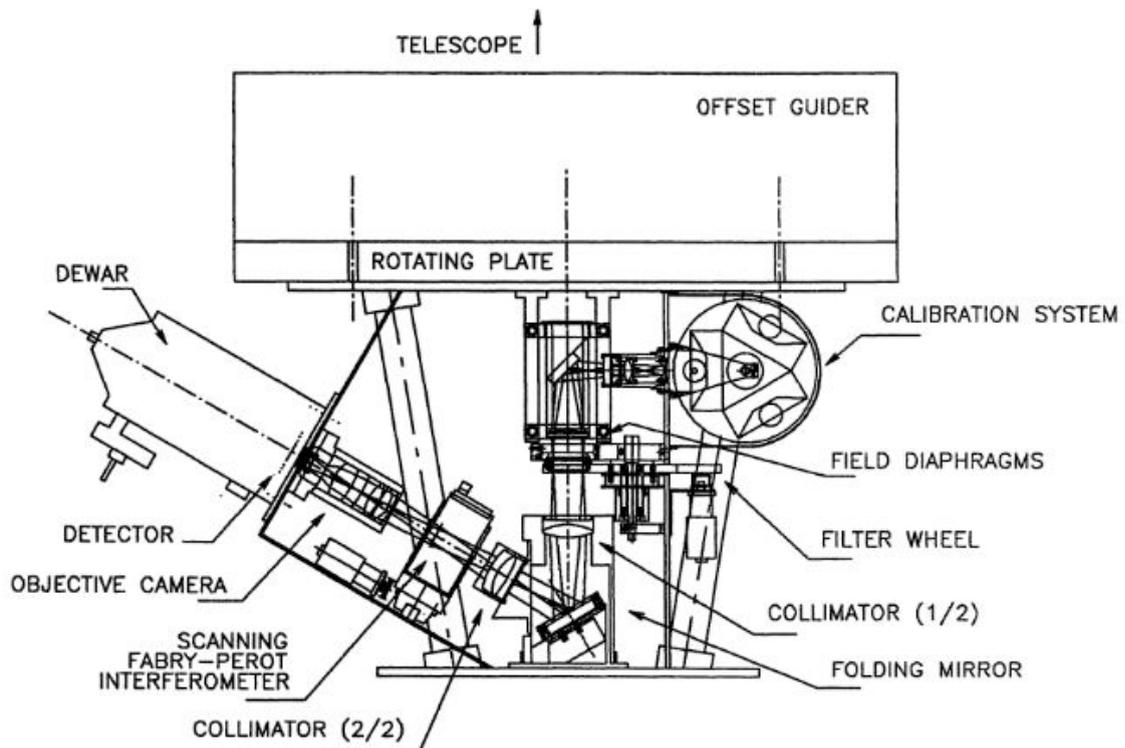


FIGURA 2.4: Diseño optomecánico del PUMA (Rosado et al. 1995).

por canal usando la lámpara de SII y el filtro 6690/91.

CIG 746 fue observada la noche del 12 de agosto de 2010 por Isaura Fuentes-Carrera. Para este objeto se dió un “bin” igual a 4 y se redujeron sus dimensiones a 341x341 pixeles tomando una parte del campo, con una escala final de 1.08”/pixel.

La línea de emisión  $H\alpha$ , desplazada por efecto Doppler, se observó a través de un filtro centrado en  $6729 \text{ \AA}$  con un ancho de  $52 \text{ \AA}$ . Se obtuvo una imagen directa (Fabry-Perot fuera del camino óptico), la cual se guardó como un archivo fits, y dos cubos del objeto de 48 canales cada uno. El tiempo de exposición para la imagen fits fue de 60s; para el primer cubo fue de 60s por canal barriéndose 48 canales en un tiempo de 2880s y para el segundo cubo fue de 90s por canal barriéndose 48 canales en un tiempo de 4320s. Para la calibración se tomó un cubo de 48 canales con 1s de tiempo de exposición por canal usando la lámpara de neón y el filtro 6717/10. Completando el trabajo de observación se obtuvieron también seis campos planos con el filtro I6724 (centrado en  $6729 \text{ \AA}$  y un ancho de  $52 \text{ \AA}$ ) y cinco fondos instrumentales o bias. Para la reducción de datos se trabajó con los dos cubos de observación, pero los resultados fueron derivados solo del cubo de exposición de 90s ya que el primer cubo tenía baja señal a ruido y no fue posible trabajar con esos datos.

TABLA 2.1: Parámetros de los instrumentos y observación

Parámetro	CIG 33	CIG 746
Telescopio	2.1m (SPM)	
Instrumento	PUMA	
Detector	Thomson 2000	
Tamaño del detector (pixels)	2048 × 2048	
Dimensiones de los cubos	500x500x48	341x341x48
Escala de imagen (3 × 3 binning)	1.08"	
Scanning FP interferometer	ET-50	
Orden de interferencia FP para H $\alpha$	330	
Rango espectral libre para H $\alpha$ (Å)	19.95	
Filtro de barrido (Å)	6750	6724
Línea de calibración (Å)	6717 (Ne)	6690 (SII)
Tiempo de exposición (segundos por canal)	60	60/90

## 2.3. Reducción de observaciones

En cada observación se obtiene uno o varios cubos con 48 interferogramas del objeto observado y un segundo cubo con 48 interferogramas de calibración. Con esta información podemos derivar el perfil H $\alpha$  para cada uno de los píxeles que forman el campo, así como una imagen monocromática obtenida al integrar el flujo de la línea de emisión para cada píxel y una imagen del continuo resultante de integrar el flujo fuera de la línea de emisión para cada píxel.

De los interferogramas de la calibración se obtiene el mapa de fase que establece la relación entre estos y los mapas en longitud de onda y el perfil instrumental. A partir de esta información, junto con los interferogramas del objeto se obtiene un mapa de velocidades que se deriva por el corrimiento Doppler de la línea H $\alpha$  en cada píxel debido al movimiento del objeto.

La secuencia de reducción de datos para observaciones realizadas con el PUMA, se hizo utilizando mayormente los programas de reducción ADHOCw (Analyse et Dépouillement Homogène des Observations Cigale desarrollado por Jacques Boulesteix), UNIV y COMBI (estos últimos desarrollados por Philippe Amram (Amram 1991)).

### 2.3.1. Correcciones al CCD

La reducción de las observaciones se realizó a partir de los archivos en formato CIGALE, que es el formato de default de salida de los datos del PUMA. Los archivos de la observación son:

- Cubos del objeto.
- Cubos de calibración.
- Imagen directa de cada una de las galaxias.
- Fondo instrumental o bias.
- Campo plano o “flat”.
- Archivo de parámetros.

Para realizar cualquier tipo de operación sobre el cubo de datos se necesita del archivo de parámetros que contendrá la información de los datos de la observación, como son:

- Las dimensiones del cubo de datos.
- Cómo se obtuvo la información espectral; interferometría Fabry-Perot.
- Orden de interferencia del Fabry-Perot.
- Longitud de onda de:
  - Línea de calibración
  - Línea considerada para el barrido de la calibración.
  - Línea a la que se observa el objeto.
  - Línea a la que se barrió el objeto.
- Velocidad radial.
- Corrección de la velocidad radial (RV, de sus siglas en inglés Radial Velocity)) respecto a la velocidad heliocéntrica.

La mayoría de los parámetros se obtuvieron del archivo `cip` que crea el programa del PUMA y de la bitácora de observación. En el caso particular de la corrección de RV respecto a la velocidad heliocéntrica, se calcula utilizando la función `< rvcorrect >` de IRAS.

Para empezar los trabajos sobre el cubo objeto, este se debe corregir por efectos de la emisión del cielo y de la naturaleza del instrumento y del detector.

La primera corrección de estos efectos es la presencia de rayos cósmicos, los cuales caen dentro del detector (campo de visión del objeto) contaminando así el cubo de observación. Se hace así una primera corrección al cubo de observación, que consiste en quitar los rayos cósmicos. Esta corrección se realiza sobre aquellos pixeles con demasiadas cuentas, ya que los rayos cósmicos provocan que los pixeles donde caen tengan exceso de cuentas. Se busca que el número de cuentas en ese pixel sea lo más próximo a los pixeles de su alrededor los cuales no están contaminados por rayos cósmicos. Esta corrección se realiza tomando en cuenta el valor promedio de las cuentas más cierto múltiplo  $a$  de la desviación estándar “sigma” del número de cuentas en todo el campo, es decir, eliminan valores mayores o iguales a esta suma, y se interpolan los valores de los pixeles adyacentes. Esta acción se hace sobre cada canal del cubo.

Sobre este nuevo archivo del objeto ya sin rayos cósmicos, se va a quitar el bias, es decir, el fondo de corriente eléctrica provocado por el CCD en la imagen. Para tal efecto se necesitan tomar varias imágenes 2D de este fondo de corriente, para después obtener un promedio de las cuentas que guarda el CCD. De tal manera que estas cuentas promedio se restan a cada rebanada del cubo de datos del objeto.

Una corrección más que no fue realizada, ya que para este caso no fue necesaria, es la corrección por las “líneas del cielo” que se originan en la atmósfera de la Tierra. Es posible que los cubos observados se vean contaminados por líneas de OH, también llamadas “líneas del cielo”. Estas líneas debieron sustraerse de los perfiles observados para no introducir errores en la determinación de las velocidades radiales en la galaxia observada. Para identificar estas líneas se consideran zonas “vacías” en el cubo de datos (es decir, sin estrellas ni emisión de la galaxia) analizándose el perfil asociado a las mismas. En caso de identificarse líneas de emisión correspondientes a alguna transición del OH (Chamberlain 1961), estas se tiene que sustraer de los perfiles observados. En nuestro caso no parece haber líneas del cielo que estén contaminando la observación. Confirmando este hecho, la Figura 2.5 muestra una tabla de las líneas del cielo en un rango “cercano” a la longitud de onda observada, viendo que no hay líneas del cielo que emitan en un rango muy cercano a la longitud de onda observada.

Band ( $\nu' - \nu''$ )	Band origins		Lines $\lambda_{air}$ (Å)				
	$\lambda_{air}$ (Å)	$\nu_{vac}$ (cm <sup>-1</sup> )	$K''$	$R_1$	$R_2$	$P_1$	$P_2$
5-0	6168.6	16206.7	1	6144.6	6151.1		
			2	6139.6	6143.6	6202.9	6193.1
			3	6136.9	6132.9	6221.9	6213.1
			4	6136.6*	6137.8*	6243.7	6236.0
			5	6139.0	6139.4	6268.5	6261.7
			6	6143.9	6143.8	6296.2	6290.2
			7	6151.4	6151.0	6326.8	6321.6
9-3	6256.0	15980.1	1	6235.8	6242.6		
			2	6233.7*	6237.9	6287.6	6279.2
			3	6234.5	6236.9*	6306.8	6298.7
			4	6238.3	6239.4	6329.2	6321.7
			5	6245.2	6245.5	6355.1	6348.2
			6	6255.3	6255.0	6384.4	6378.1
			7	6268.3	6268.0	6416.9	6411.6
6-1	6496.5	15388.6	1	6471.0	6478.5		
			2	6466.0	6470.5	6533.1	6522.8
			3	6463.6*	6466.2	6553.7	6544.3
			4	6463.8	6465.2*	6577.3	6569.0
			5	6466.9	6467.4	6604.1	6596.7
			6	6472.8	6472.8	6634.2	6627.7
			7	6481.7	6481.4	6667.5	6661.7
7-2	6861.7	14569.6	1	6834.5	6842.6		
			2	6829.4	6834.6	6901.0	6890.0
			3	6827.3*	6830.3	6923.3	6913.2
			4	6828.1	6829.7*	6949.0	6939.9
			5	6832.0	6832.7	6978.2	6970.1
			6	6839.2	6839.6	7011.0	7003.8
			7	6849.6	6849.3	7047.4	7041.0

FIGURA 2.5: Tabla de la emisión del cielo en un rango de  $\sim 6140$  Å a  $\sim 6850$  Å (Chamberlain 1961). La columna “Band” representa el ancho de banda, la columna “Band origins” muestra los valores para la longitud de onda de la banda observada y la columna “Lines  $\lambda_{air}$  (Å)” representan los valores en longitud de onda que puede tomar la línea observada debido a la vibración de la molécula.

### 2.3.2. Construcción de imágenes: monocromática, continuo y campo de velocidades.

Las observaciones realizadas con el Fabry-Perot deben calibrarse en longitud de onda, para que a cada canal del cubo de objeto le corresponda una sola longitud de onda.

Para la calibración es necesario realizar un cálculo de fase. Se llama fase al origen del perfil de longitud de onda y se obtiene con el cubo de calibración, creándose archivos de dos dimensiones ( $x, y$ ) denominados “mapas de fase”, los cuales indican para cada pixel el número de pasos de barrido para la cual la figura de interferencia pasa por un máximo.

Esta corrección de fase permite dar un mismo origen en longitud de onda a los espectros observados sobre todos los puntos de la galaxia. De este modo se asocia la misma longitud de onda al mismo canal para todos los pixeles del campo obtenién-

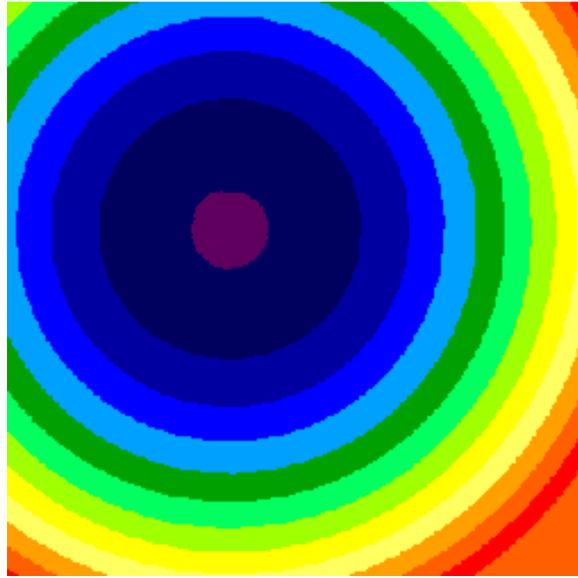


FIGURA 2.6: Imagen del mapa de fase parabólica.

dose así un cubo de 48 canales donde a cada canal le corresponde una longitud de onda definida. A esta operación le llamamos construcción del cubo de longitudes de onda o cubo “lambda”.

Para comenzar con la construcción del cubo “lambda”, se realizó el calculo de fases, creando así los archivos de mapas de fase. Uno de los parámetros necesarios para este paso es contar con las coordenadas del centro de los anillos de la calibración. En la Figura 2.6 veremos cómo se ve la fase parabólica.

Una vez calculada la fase parabólica a partir de la calibración, asociamos a cada canal del cubo una longitud de onda, lo que genera el cubo de longitudes de onda. En la Figura 2.7 y 2.8 se muestran los canales del cubo lambda de CIG 33 y CIG 746 respectivamente.

A partir del cubo de longitudes de onda, podemos obtener los mapas monocromático, de continuo, de velocidades radiales, de señal a ruido, de ancho equivalente y de ancho total a altura media FWHM (por sus siglas en inglés Full Width at Half Maximum). Las imágenes del continuo, monocromática y campo de velocidades de cada galaxia se muestran en el siguiente capítulo.

Para obtener los mapas antes mencionados, se utilizaron dos métodos. Uno con ADHOCw y otro con un programa independiente de ADHOCw llamado UNIV. Los cuales, para el mapa del continuo toman el perfil integrado como el área del perfil menos el área dentro de la línea y en el caso del mapa monocromático se toma el



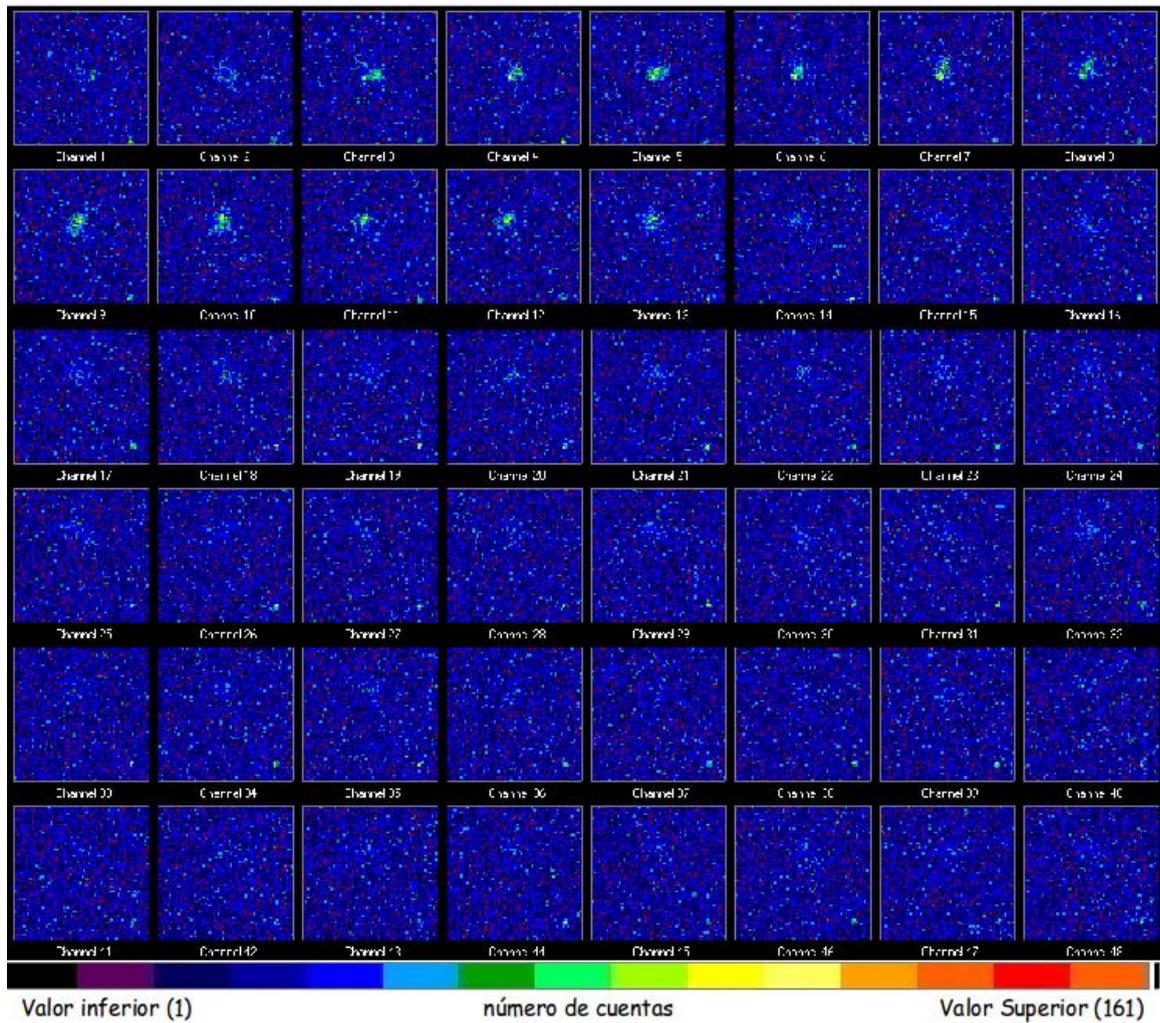


FIGURA 2.8: Imagen del cubo lambda de CIG 746.

radiales que se obtiene con ADHOC. En este trabajo dicha corrección no se hace por no ser necesaria para el análisis que se presenta.

Los primeros mapas monocromático, de continuo y velocidades radiales creados no resultaron ser los mejores mapas, pues en algunos casos no se obtenía bastante información para el campo de velocidades radiales. Así, que fue necesario que el cubo de longitudes fuera suavizado, aunque con esto se pierde resolución, ganamos señal para darnos mejores perfiles de línea, que es lo que queremos trabajar.

Se realizaron diferentes suavizados sobre el cubo de longitudes de onda. Estos suavizados fueron tanto espectrales y como suavizado espacial. El suavizado espectral que realizamos fue usando una gaussiana. Lo que hace es multiplicar los canales por un factor que depende de la amplitud de la gaussiana seleccionada. Por ejemplo,

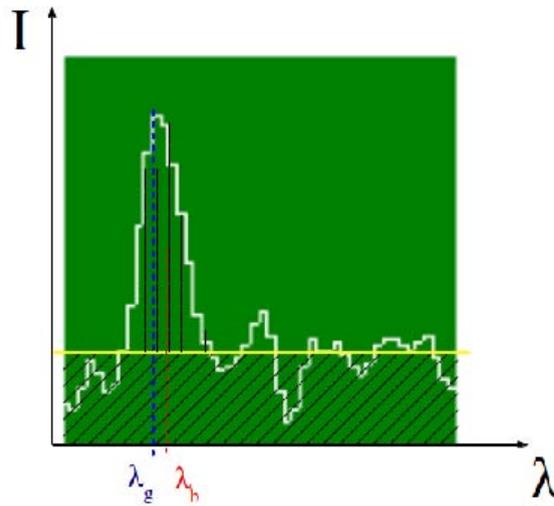


FIGURA 2.9: Perfil integrado de la línea de observación. El área cubierta con líneas verticales corresponde al área de la emisión monocromática y el área con líneas inclinadas corresponde al área de la emisión del continuo. La línea amarilla muestra el nivel del continuo, la línea azul la posición para el máximo de la gaussiana y la roja la posición del baricentro del perfil.

en el caso de ocupar una gaussiana con FWHM igual a 3, el valor de un canal  $x$  se remplazará por la suma normalizada del canal  $x - 3$  multiplicado por 0.625 más el canal  $x - 2$  multiplicado por 2.916 más el canal  $x - 1$  multiplicado por 7.349 más el canal  $x$  multiplicado por 10 más el canal  $x + 1$  multiplicado por 7.349 más el canal  $x + 2$  multiplicado por 2.916 más el canal  $x + 3$  multiplicado por 0.625. El suavizado espacial actúa de una forma similar al suavizado espectral, pero de forma que el perfil de un pixel es modificado por los pixeles a su alrededor.

Una vez realizados los suavizados se encontraron mejores campo de velocidades radiales, los cuales fueron limpiados de pixeles sobrantes entorno a la galaxia, con lo que finalmente obtuvimos nuestros campos para estudio.

En el caso particular de la galaxia CIG 746 se realizó un montaje de cuatro de los campos de velocidades resultantes de diferentes suavizados, con el fin de mostrar un campo mapas completo de la galaxia con un menor ruido posible. La manera de realizar esto fue utilizando un programa independiente a ADHOCw llamado COMBI, este programa nos permite integrar hasta cuatro archivos de dos dimensiones. Lo que hace el programa es que el primer archivo que le proporcionemos lo tomará como base para el archivo final, después revisará si en el segundo archivo que le proporcionemos tiene información complementaria al primer archivo, después revisará si el tercer archivo contiene información complementaria a los dos primeros y

por último revisará si el cuarto archivo tiene información complementaria a los tres primeros archivos. El archivo final tendrá toda la información del primer archivo más la información complementaria de los siguientes archivos. Junto con el archivo final, el programa nos crea un archivo “Mouchard”, que nos dice cuales pixeles del archivo final corresponden a cada archivo integrado. A los pixeles del primer archivo les da un peso de 1 y así sucesivamente.

El proceso detallado de reducción y obtención del campo de velocidades se presenta en Vázquez-Pérez (2013).

# Capítulo 3

## Cinemática y dinámica de las galaxias aisladas CIG 33 y CIG 746

### 3.1. Parámetros cinemáticos

A partir de la reducción de los datos para la obtención del campo de velocidades radiales nosotros obtuvimos las imágenes del continuo, monocromático y el campo de velocidades radiales de CIG 33 y CIG 746 (Figuras 3.1 y 3.2).

Las imágenes monocromáticas nos muestran dónde se encuentra principalmente el gas ionizado en nuestra galaxia. Como podemos ver en el panel superior izquierdo de la la Figura 3.1 el centro de la galaxia parece no tener gas, y la mayor parte del gas se encuentra en lo que podrían ser los brazos espirales de CIG 33, como es de esperarse. En el caso de CIG 746 (panel superior izquierdo de la Figura 3.2) el gas se encuentra en lo que podrían ser los brazos espirales de la galaxia y otro poco de concentración en la parte inferior derecha.

Las imágenes del continuo muestran una elipse bien definida y se ve claramente el centro fotométrico para ambas galaxias. El centro fotométrico dado por el pixel más brillante en los paneles superiores derechos de las Figura 3.1 y la Figura 3.2 fue seleccionado como el centro de rotación para la obtención de cada una de las curvas de rotación. Estas imágenes también nos ayudán a obtener la mayoría de los parámetros cinemáticos que necesitamos para la obtención de las curvas de rotación de cada galaxia.

El campo de velocidades radiales de CIG 33 se muestra en el panel inferior de la Figura 3.1. La parte norte de la galaxia muestra el comportamiento que suele asociarse a un disco en rotación. Sin embargo conforme nos acercamos al eje menor de la galaxia, las isovelocidades se vuelven irregulares a diferencia de lo que se es-

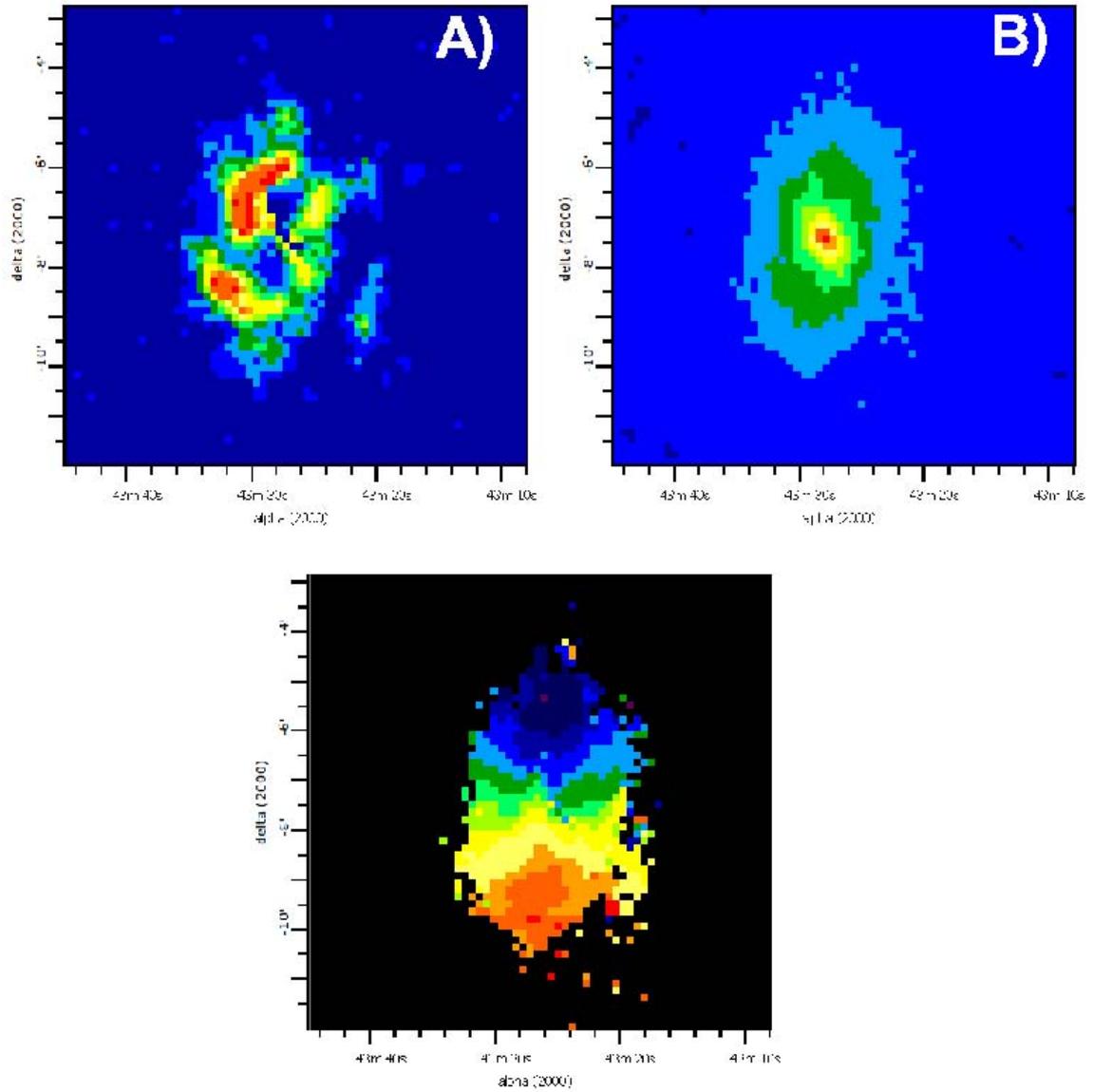


FIGURA 3.1: A) Imagen monocromática, B) imagen del continuo y C) el campo de velocidades radiales de la galaxia CIG 33.

pera en el caso de un disco en rotación. En la parte sur de la galaxia el gradiente de velocidades es menor y se observan velocidades mayores a 4350 km/s cerca de la punta sur de la galaxia. Por otro lado, en el campo de velocidades radiales de CIG 746 (panel inferior de la Figura 3.2) se observa un patrón de isovelocidades normal aunque presenta algunos pixeles aislados que rompen con la simetría del patrón.

A partir del campo de velocidades radiales se obtuvo la curva de rotación de cada galaxia, para lo cual se utilizó un paquete de ADHOCw que nos permite graficar

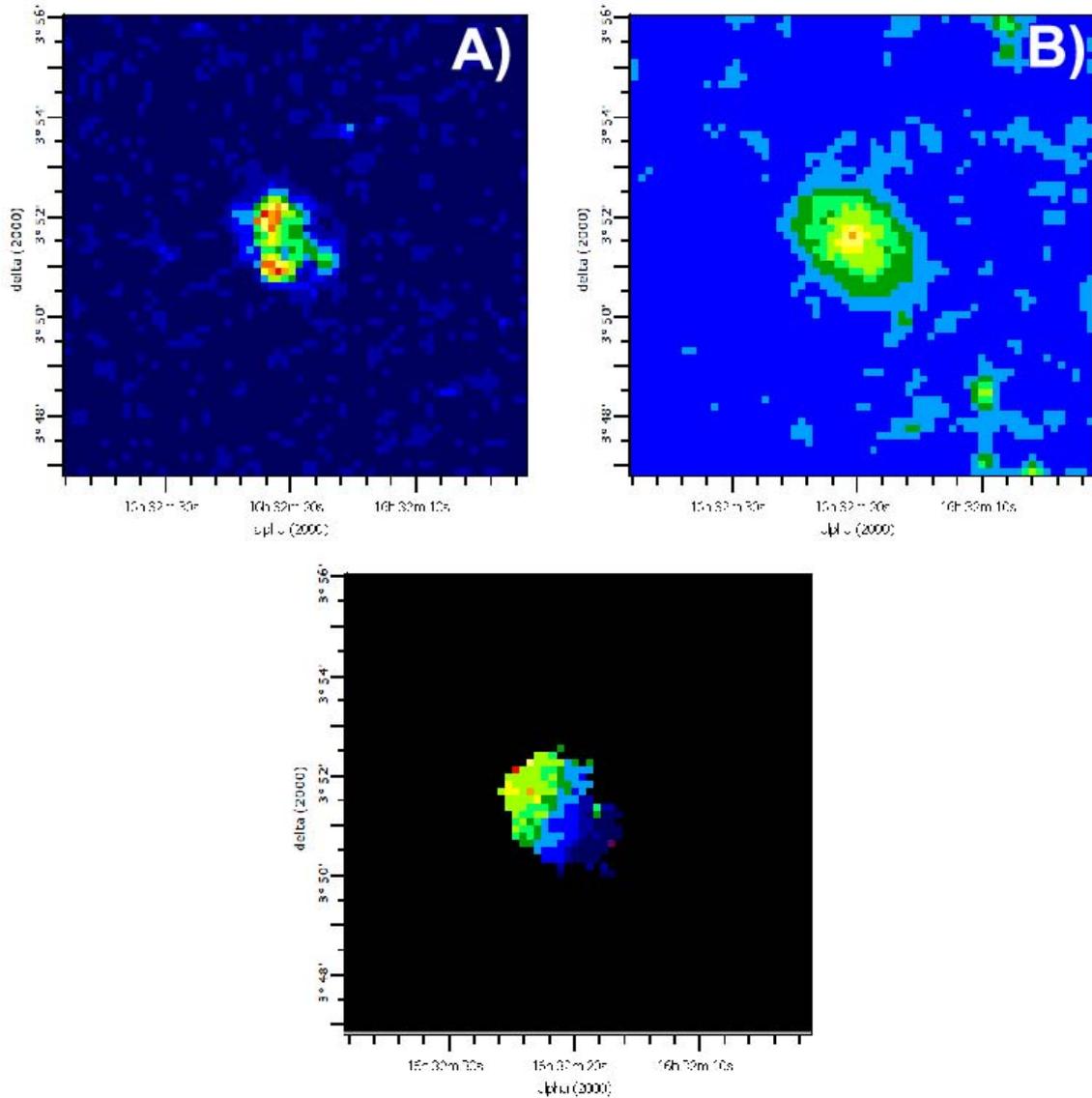


FIGURA 3.2: A) Imagen monocromática, B) imagen del continuo y C) el campo de velocidades radiales de la galaxia CIG 746.

velocidad contra distancia. Para ello es necesario dar los valores de los parámetros cinemáticos involucrados: velocidad sistémica  $V_0$ , inclinación  $i$ , ángulo de posición PA y el centro de rotación. Hay que señalar que para la obtención de la curva de rotación final se realizó un proceso de prueba y error en la determinación de los parámetros, con el fin de encontrar la “mejor” curva de rotación (se busca obtener la curva más simétrica). Aquí solo presentaremos resultados finales.

Para la posición del centro se tomán en principio las coordenadas del centro fo-

tométrico que señalamos en el mapa del continuo. Sin embargo, al ir determinando los demás parámetros el valor de las coordenadas (x,y) que ajusta a la curva de rotación para la galaxia CIG 33 el centro cinemático se desplaza en un pixel en x con respecto al centro fotométrico, y en el caso de CIG 746 el centro cinemático se desplaza en un pixel en y con respecto al centro fotométrico.

La velocidad del centro de rotación, en principio corresponde a la velocidad del pixel elegido como centro de rotación. Para CIG 746, esta velocidad es de 245 km/s, durante el ajuste de los parámetros se encontró que este valor era el que mejor ajustaba<sup>1</sup>. En el caso de CIG 33, se modificó el valor de la velocidad al buscar la curva más simétrica, encontrándose un valor de 4168 km/s.

La inclinación respecto al plano del cielo se buscó en la base de datos NED para cada galaxia, los valores mostrados para CIG 33 estaban entre  $50^{\circ}$  y  $60^{\circ}$ , y para CIG 746 entre  $30^{\circ}$  y  $40^{\circ}$ . Sin embargo, nosotros visualizamos la imagen del continuo para ajustar una elipse a las isofotas de la imagen, obteniendo así un valor para el eje menor  $b$  y eje mayor  $a$  de la elipse, con esto se obtuvo un valor para  $i$  utilizando la relación (4.01). Obtuvimos los valores de  $55.71^{\circ}$  y  $50.57^{\circ}$  para CIG 33 y CIG 746 respectivamente (Figuras 3.3, 3.4). Estos valores fueron los utilizados, la diferencia entre los valores de NED y los obtenidos es debida a las diferentes técnicas para la determinación de  $i$  y de las imágenes con que se cuentan.

El PA de las galaxias también fue buscado en NED. En el caso de CIG 33 está reportado un valor de  $175^{\circ}$  y para CIG 746 un valor de  $100^{\circ}$  y  $-80^{\circ}$ , medido de Norte a Este. Por otro lado el valor encontrado a partir de la orientación del eje mayor de la elipse ajustada para cada caso fue de  $175^{\circ}$  y  $234^{\circ}$  respectivamente, y fue el valor final que se tomó para el PA.

Se debe considerar un sector alrededor del eje mayor donde todos los pixeles dentro de esta zona son considerados para la curva de rotación. Una primera visualización despliega los cuatro cuadrantes del sistema de referencia (radio, velocidad) mostrando pixel por pixel a cada radio. Mostrando el lado que retrocede y el lado que se aproxima de la curva de rotación (Figuras 3.5, 3.6). La visualización de ambos lados superpuestos es lo que nos permite determinar la curva con la mejor simetría.

---

<sup>1</sup>El mapa de velocidades con el que se trabaja es el obtenido con UNIV, el cual no considera la velocidad sistémica de la galaxia que se introduce al principio de la reducción.  $V_0$  se corregirá usando el valor que da ADHOCw

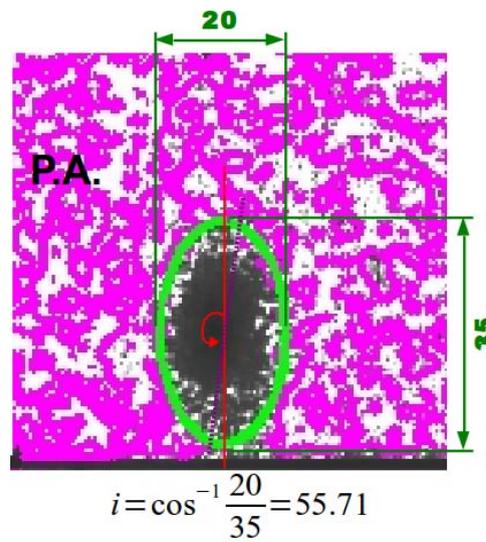


FIGURA 3.3: Imagen del continuo, de color verde la elipse ajustada.

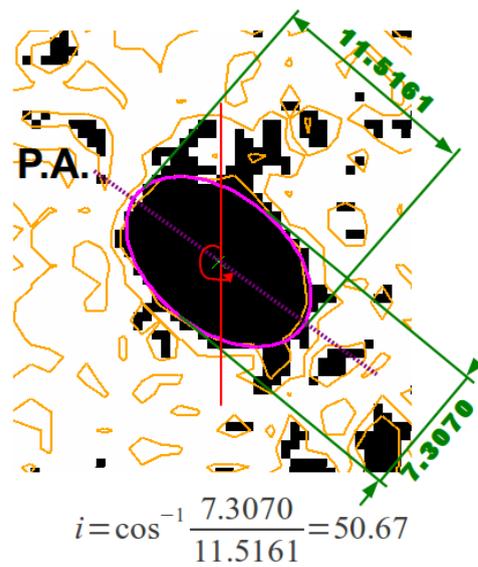


FIGURA 3.4: Imagen del continuo, de color rosa la elipse ajustada.

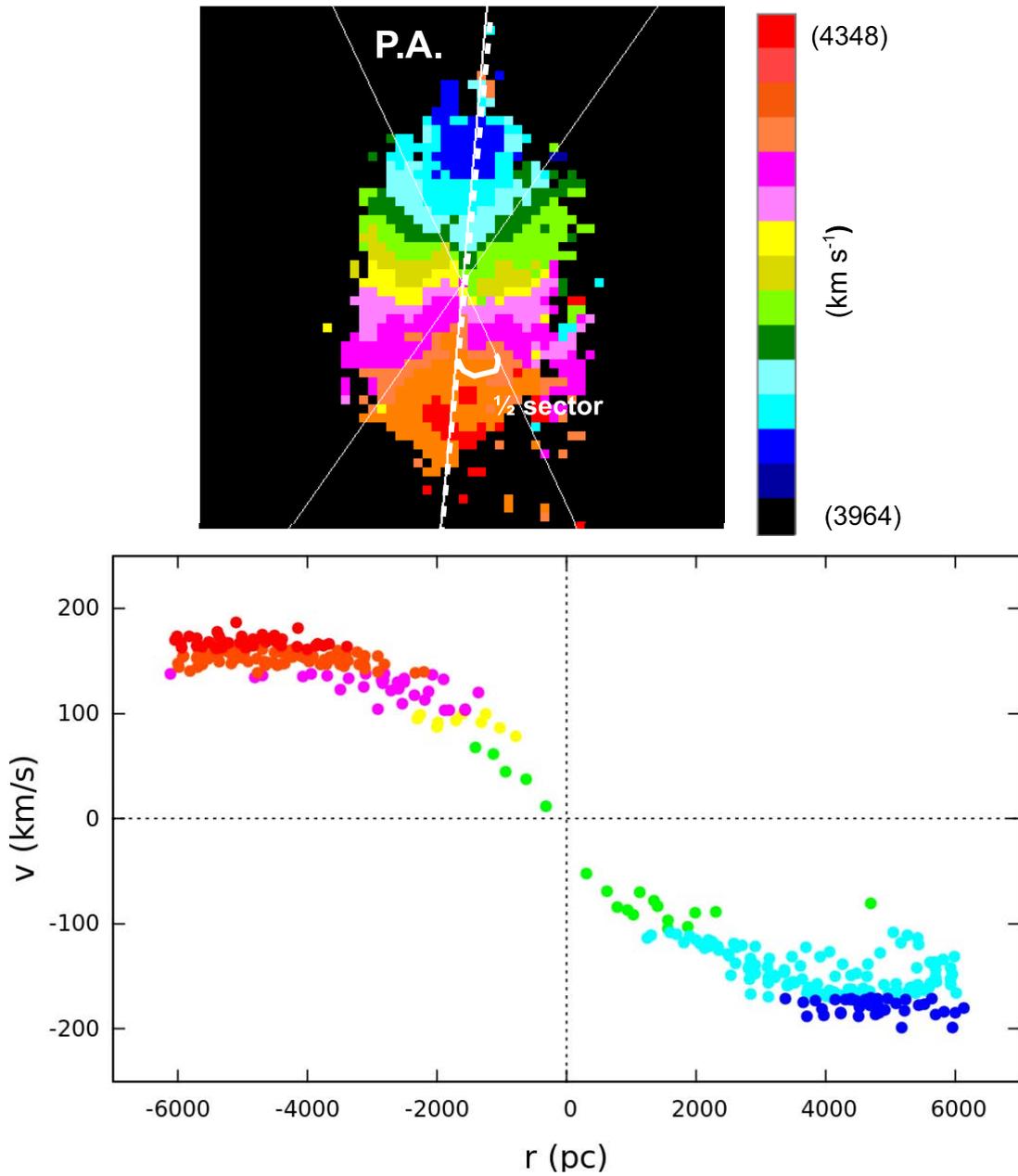


FIGURA 3.5: (Panel superior) Campo de velocidades radiales usado para la obtención de la curva de rotación, la posición del PA y el tamaño del medio sector. (Panel inferior) Curva de rotación en los cuatro cuadrantes.

### 3.2. Curva de rotación

Una de las hipótesis para la determinación de curvas de rotación es que la velocidad radial sólo depende del radio. Así que, tenemos que empalmar las curvas del lado que retrocede y del lado que se aproxima para tener la curva de rotación promedio de

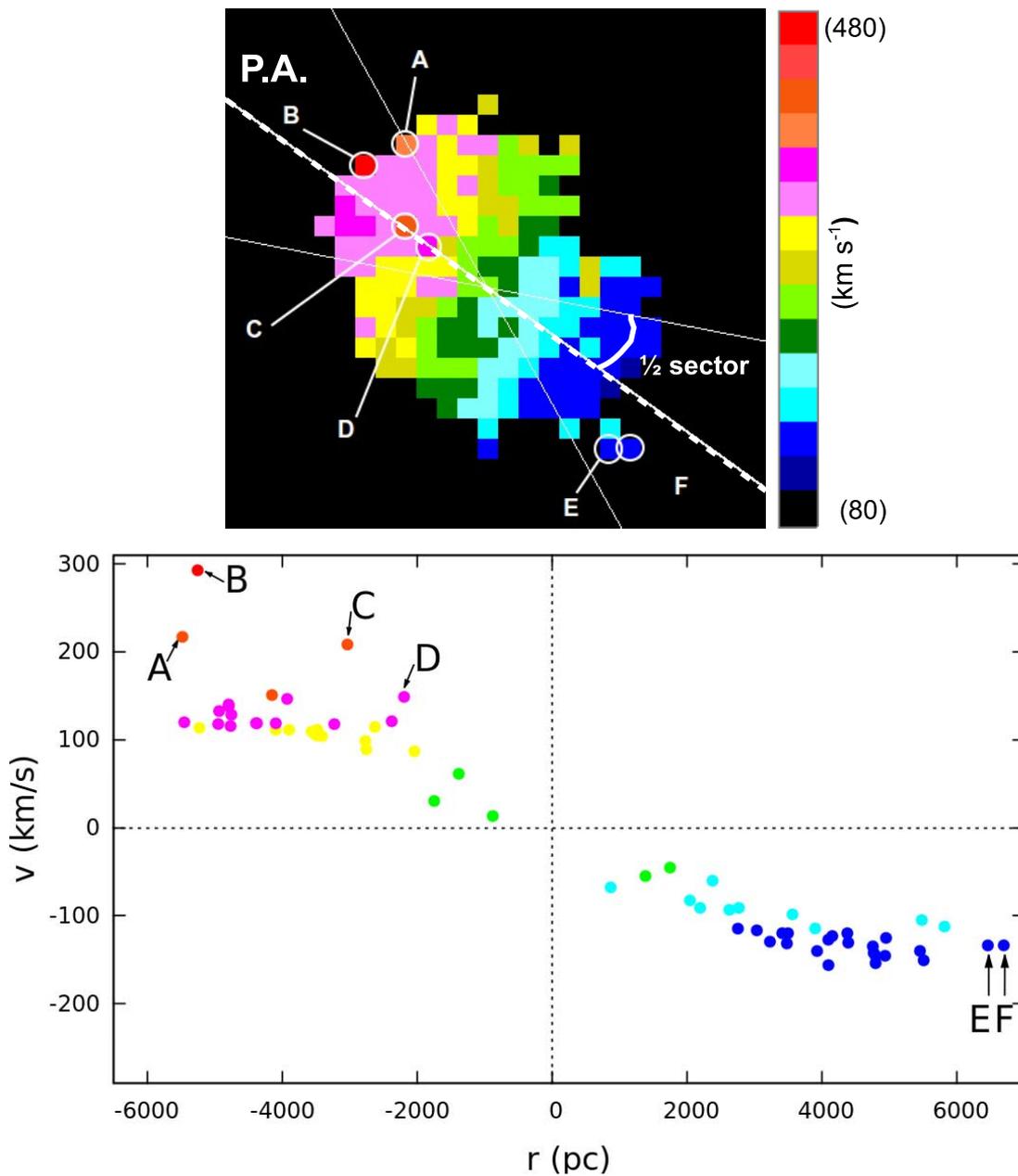


FIGURA 3.6: (Panel superior) Campo de velocidades radiales usado para la obtención de la curva de rotación, la posición del PA y el tamaño del medio sector. (Panel inferior) Curva de rotación en los cuatro cuadrantes.

cada galaxia<sup>2</sup>. Para ello, promediamos la velocidades de los puntos que se encuentran a un mismo radio del centro, tomando el lado que retrocede y el lado que se aproxima de la galaxia, obteniendo las curvas de rotación de la Figura 3.7 y la Figura 3.8.

<sup>2</sup>Las curvas del lado que retrocede y del lado que se aproxima serán analizadas más adelante.

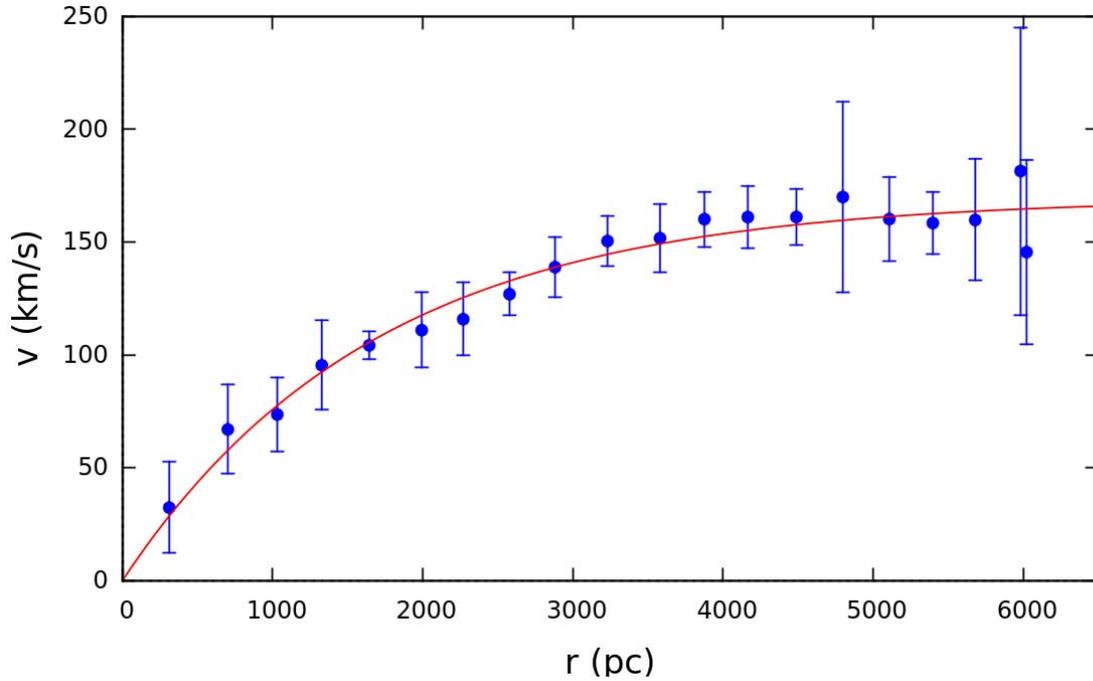


FIGURA 3.7: Curva de rotación con ajuste para CIG 33. Los puntos azules corresponden a los valores de la velocidad promediados de los puntos de un lado y otro de la curva de rotación que se encontraban a un mismo radio o radio muy cercano (0.25 pixeles). Las barras de error son debidas al promedio de los pixeles y la línea continua en rojo corresponde al ajuste dado por GNUPLOT tomando la función 3.1.

Estas curvas de rotación promedio presentan las características de una curva de rotación para galaxias espirales como las que se mostraron en la Figura 1.8. Para los primeros puntos la velocidad aumenta con el radio y para los puntos finales la curva parece que se aplana, es decir, los valores de la velocidad ya no aumentan en proporción al radio.

Así, las curvas de rotación pueden ser ajustadas por una función analítica que dependa solo del radio, del tipo:

$$f(r) = A(1 - \exp(-r/B)). \quad (3.1)$$

El parámetro  $B$  de la función 3.1 nos da el valor del radio para el cual la curva de rotación se empieza a volver plana. Mientras que el valor  $A$  nos da el valor máximo de la velocidad radial para la curva de rotación de la galaxia.

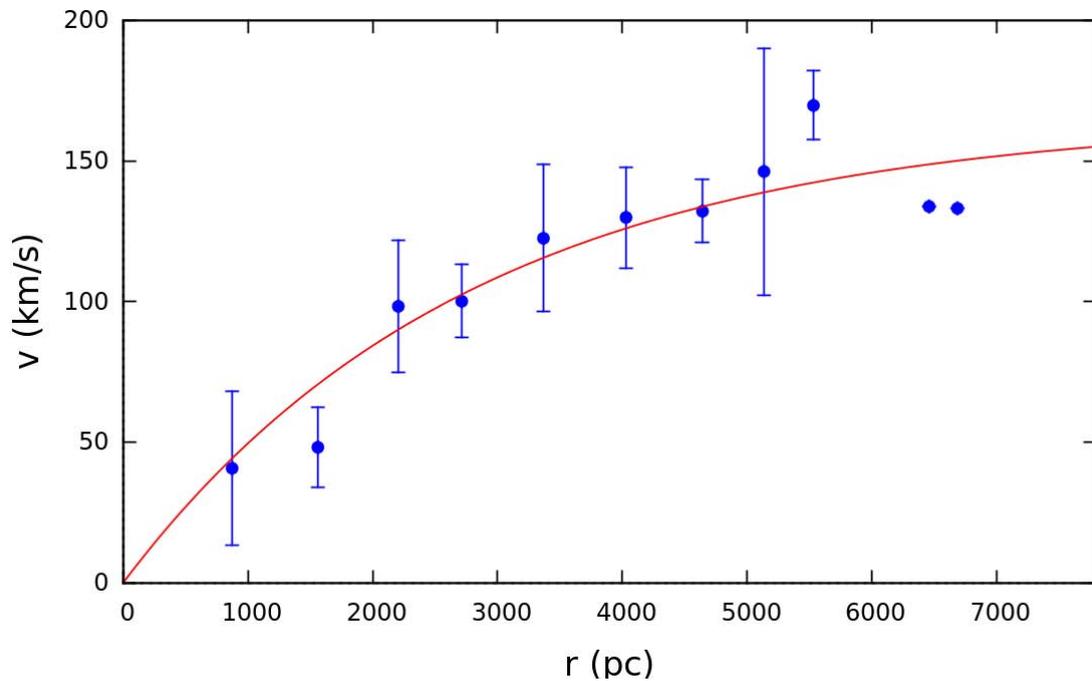


FIGURA 3.8: Curva de rotación con ajuste para CIG 746. Los puntos azules corresponden a los valores de la velocidad promediados de los puntos que se encontraban a un mismo radio o radio muy cercano (0.25 pixeles). Las barras de error son debidas al promedio de los pixeles y la línea continua en rojo corresponde al ajuste dado por GNUPLOT tomando la función 3.1.

Usando la función 3.1 se realizó un ajuste por mínimos cuadrados de los valores de las curvas promedio (puntos azules de la Figura 3.7 y de la Figura 3.7), utilizando el programa GNUPLOT se encontraron los valores para A y B;

	CIG 33	CIG 746
A	$169.5 \pm 4 \text{ km/s}$	$165.3 \pm 18 \text{ km/s}$
B	$1685 \pm 130 \text{ pc}$	$2804 \pm 701 \text{ pc}$

Podemos considerar que estos son un buen ajuste, pues la curva “teórica” (curva ajustada) pasa cerca de los puntos de la curva de rotación “observada” (Figura 3.7 y Figura 3.8) y también dentro de las barras de error de los datos, excepto en el caso de CIG 746 donde se encuentran los puntos señalados en la Figura 3.6.

Las barras de error que se muestran en cada punto de la curva de rotación “observada”, son debidas al promedio con pixeles en el mismo radio o cercanos (0.25 pixel). Es por eso que en algunos puntos no hay barra de error, pero eso no indica que ese valor de la velocidad no tenga algún error medido.

TABLA 3.1: Parámetros cinemáticos y dinámicos of CIG 33 and CIG 746

	CIG 33	CIG 746
Velocidad sistémica ( $\text{km s}^{-1}$ )	4168.00 +/- 5	8176.07 +/- 5
$i$ (°)	55.71 +/- 5	50.67 +/- 5
PA (°)	175 +/- 10	234 +/- 10
A (km/s)	169.5 +/- 4	165.3 +/- 18
B (pc)	1685 +/- 130	2804 +/- 701
Masa (disco) ( $M_{\odot}$ )	$2.80 \times 10^{10} \pm 2 \times 10^7$	$2.974 \times 10^{10} \pm 3 \times 10^{10}$
Masa (esfera) ( $M_{\odot}$ )	$4.67 \times 10^{10} \pm 3 \times 10^7$	$4.958 \times 10^{10} \pm 6 \times 10^8$
Distancia (Mpc)	59.20 +/- 4.1	116.00 +/- 8.10
Radio (considerado para la masa) (kpc)	7.0	7.8

### 3.3. Cálculo de la masa y obtención del mapa de velocidades residuales

La masa de la galaxia puede ser calculada usando el modelo de Lequeux (1983). De los valores encontrados en la curva de rotación ajustada y las ecuaciones 1.11 y 1.10, podemos determinar el rango de masa de CIG 33 tomando un radio correspondiente a  $R=7000\text{pc}$  y de CIG 746 tomando un radio correspondiente a  $R=7800\text{p}$ , y tomando la velocidad de rotación en ese punto como la velocidad máxima o la velocidad constante  $V_0 = V_{rot}=169.47 \text{ km/s}$  y  $V_0 = V_{rot}=165.385 \text{ km/s}$  respectivamente para cada galaxia. Se obtiene así:

	CIG 33	CIG 746
$M(R)_{esferoidal}$	$4.6 \times 10^{10} M_{\odot}$	$2.8 \times 10^{10} M_{\odot}$
$M(R)_{disco}$	$4.96 \times 10^{10} M_{\odot}$	$2.98 \times 10^{10} M_{\odot}$

La Tabla 3.1 muestra los valores de los parámetros cinemáticos, los valores obtenidos del ajuste a la curva de rotación y de las masas CIG 33 y CIG 746.

Como hemos visto, el mapa de velocidades del disco de galaxias espirales está dominado por un patrón indicativo de rotación circular. A partir de este podemos derivar una curva de rotación, que especifica la velocidad de rotación ( $V_R$ ) como una función de la distancia al centro de la galaxia. Para lo cual se tienen que encontrar los valores de los parámetros; centro de la galaxia, velocidad sistémica,  $i$  y el PA. Para evaluar si los parámetros cinemáticos que utilizamos para la derivación de la curva de rotación son los apropiados y con el fin de juzgar la posibilidad de que existan otros efectos de movimiento diferentes a movimientos circulares, se obtuvo

un mapa de velocidades residuales como se discute en lo que sigue.

Nosotros podemos sustraer un campo de rotación simétrica (“modelo”) al campo de velocidades observado y obtener un campo de velocidades residuales (van der Kruit 1990). Este tipo de campos pueden presentar algunos patrones sistemáticos como se muestra en la Figura 3.9. Estos patrones nos ayudan a verificar que los parámetros dados para la obtención de la curva de rotación sean los apropiados y ver si es que existen algunos efectos de movimientos no circulares en la dirección radial y tangencial.

Los mapas de velocidades residuales (Figuras 3.10, 3.11), obtenidos para las galaxias CIG 33 parecen no mostrar algún tipo de patron sistemático. Esto básicamente muestra que no hay problemas con los parámetros cinemáticos seleccionados y que no hay una dispersión de velocidades importante que indique alteraciones en el comportamiento del disco de la galaxia.

### 3.4. Lopsidedness en CIG 33 y CIG 746

Sobre el análisis del campo de velocidades y la curva de rotación de las galaxias, notamos diferencias entre los valores de la curva del lado que retrocede y de la curva del lado que se aproxima. Estos valores se reflejan en el campo de velocidades, el cual muestra un grado de asimetría, es decir, lopsidedness. Nosotros hicimos una comparación con la clasificación realizada por van Eymeren et. al. (2011), para la observacion de lopsidedness cinemáticos. Como se mencionó antes el análisis del campo de velocidades radiales y de las curvas de rotación que realizarón sobre las galaxias de su muestra arrojó una clasificaciñ en cinco tipos (Sección 1.5).

La Figura 3.12 muestra para la galaxia CIG 33 las curvas de rotación del lado que retrocede y del lado que se aproxima. Estas dos curvas a primera vista muestran simetría en las partes externas, mientras que en las partes internas se separan cada una de las curvas, lo cual en la clasificación de van Eymeren et. al. (2011) coincide con una galaxia del tipo 4, donde el probable origen del lopsidedness es la presencia de una barra central que coincide con la clasificación encontrada para CIG 33.

La Figura 3.12 muestran las curvas de rotacion del lado que retrocede y del lado que se aproxima para la galaxia CIG 746 . Se ve que estas dos curvas muestran simetría a radios intermedios, mientras que tanto en las partes externas y como en las partes internas las curvas de rotación no muestran simetría, lo cual en la clasificación de van Eymeren et. al. 2011 coincide con una galaxia del tipo 3 o 5, donde

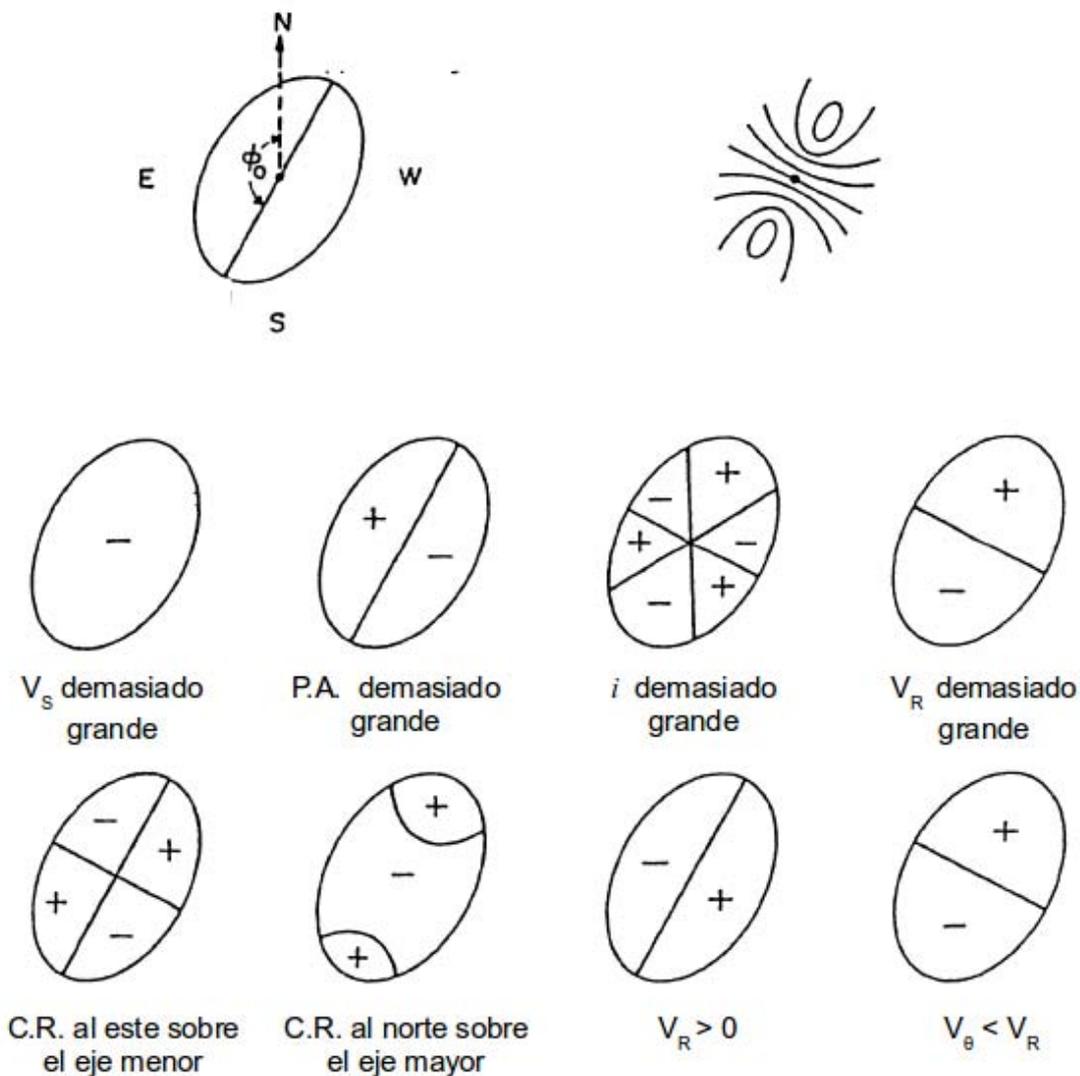


FIGURA 3.9: Esquema del disco de rotación de las galaxias (C.R., centro de rotación). La parte superior representa a la izquierda la orientación de la galaxia y a la derecha el patrón de velocidades, donde se dibujan las líneas de igual velocidad radial. En la parte inferior se muestran los patrones sistemáticos para el mapa de velocidades residuales en caso de que el valor de alguno de los parámetros cinemáticos esté erróneo. Para cada uno de ellos se tiene que todos los parámetros se eligen correctamente menos uno de ellos. Note que los patrones son diferentes, así que estos parámetros pueden ser compatibles de forma independiente al campo de velocidades observado. Los dos últimos ejemplos muestran los efectos de un movimiento no circular en la dirección radial y tangencial (van der Kruit 1990).

el probable origen del lopsidness es la presencia de una pequeña compañera o la presencia de una gran nube de HI. Sin embargo, estos puntos tiene una señal a ruido

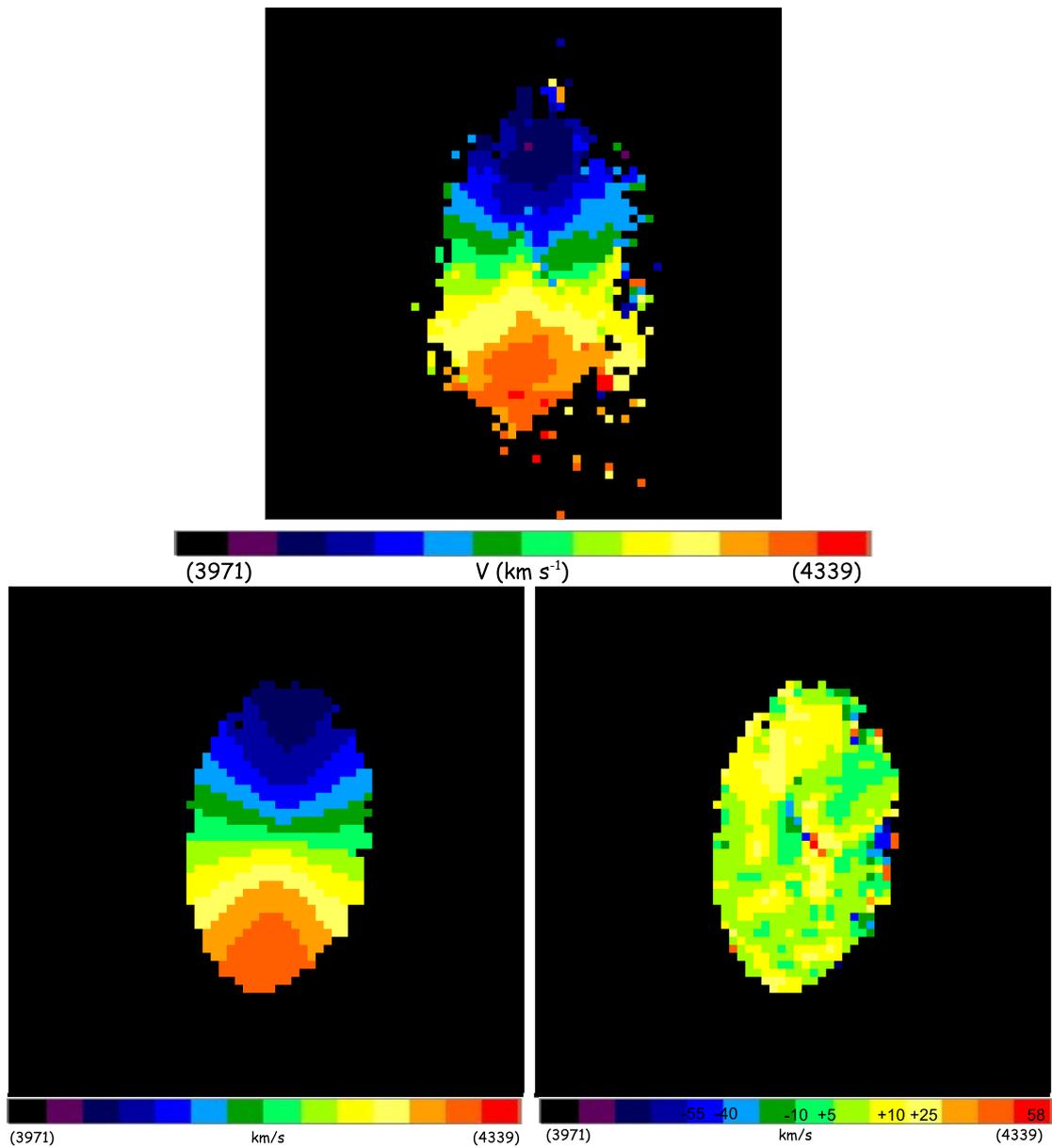


FIGURA 3.10: En la parte superior de la imagen se muestra el campo de velocidades observado. En la parte inferior izquierda se muestra el campo de velocidades “modelo” obtenido de la curva de rotación ajustada. En la parte inferior derecha se muestra el campo de velocidades residuales, resultante de la diferencia entre el campo de velocidades “modelo” y el observado.

baja por lo que no son significativos. Así que podemos considerar que en general que la curva de rotación de CIG 746 es simétrica y por lo tanto es del tipo 1.

En general, podríamos decir que ambas galaxias está de acuerdo con lo que ve-

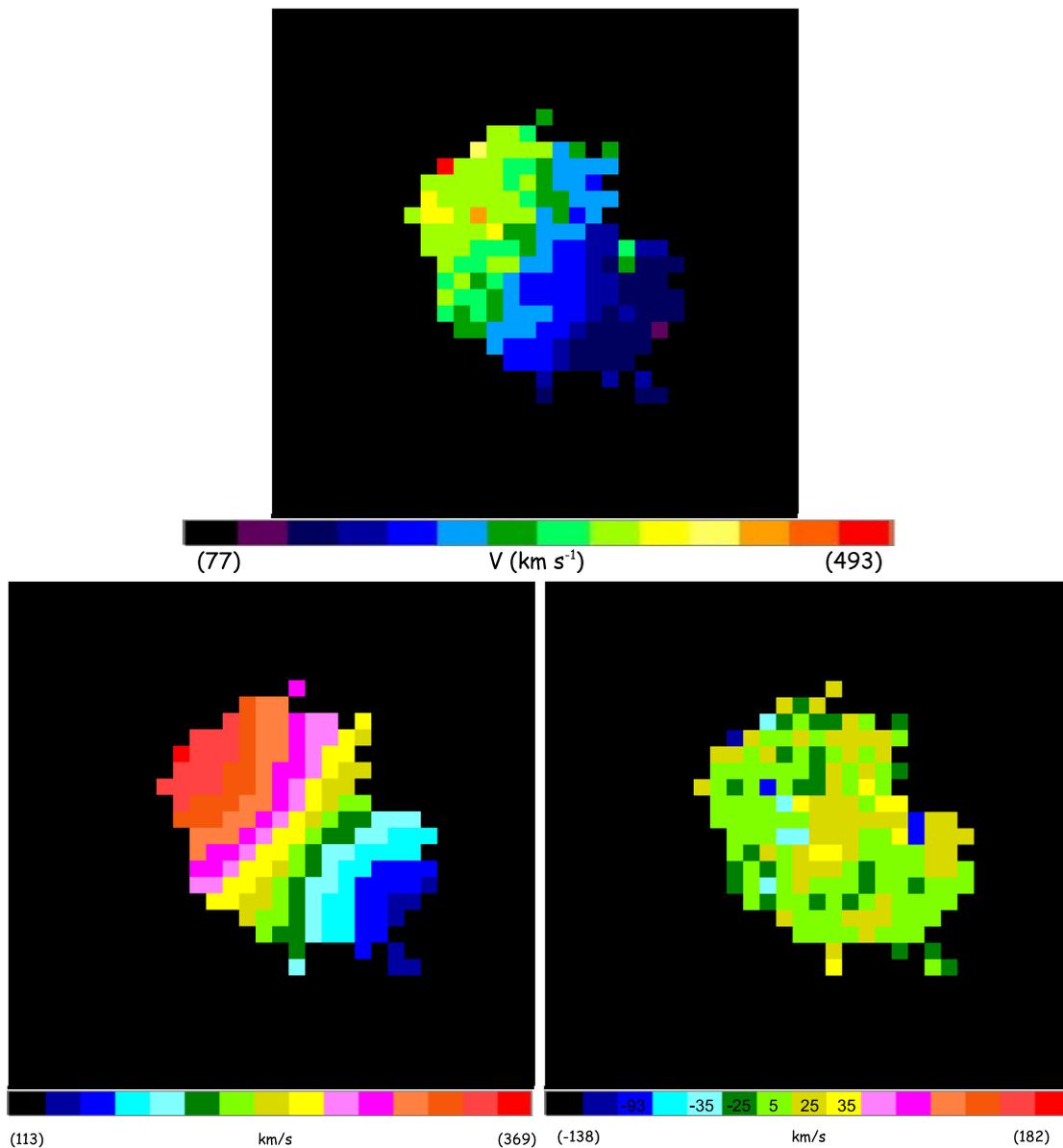


FIGURA 3.11: En la parte superior de la imagen se muestra el campo de velocidades observado. En la parte inferior izquierda se muestra el campo de velocidades “modelo” obtenido de la curva de rotación ajustada. En la parte inferior derecha se muestra el campo de velocidades residuales, resultante de la diferencia entre el campo de velocidades “modelo” y el observado.

mos y la clasificación encontrada, en la galaxia CIG 33 se sabía de su clasificación que tenía un barra, que ahora vemos que está causando estas asimetrías en el campo de velocidades.

No obstante, colocando barras de error a los puntos en las curvas de rotación

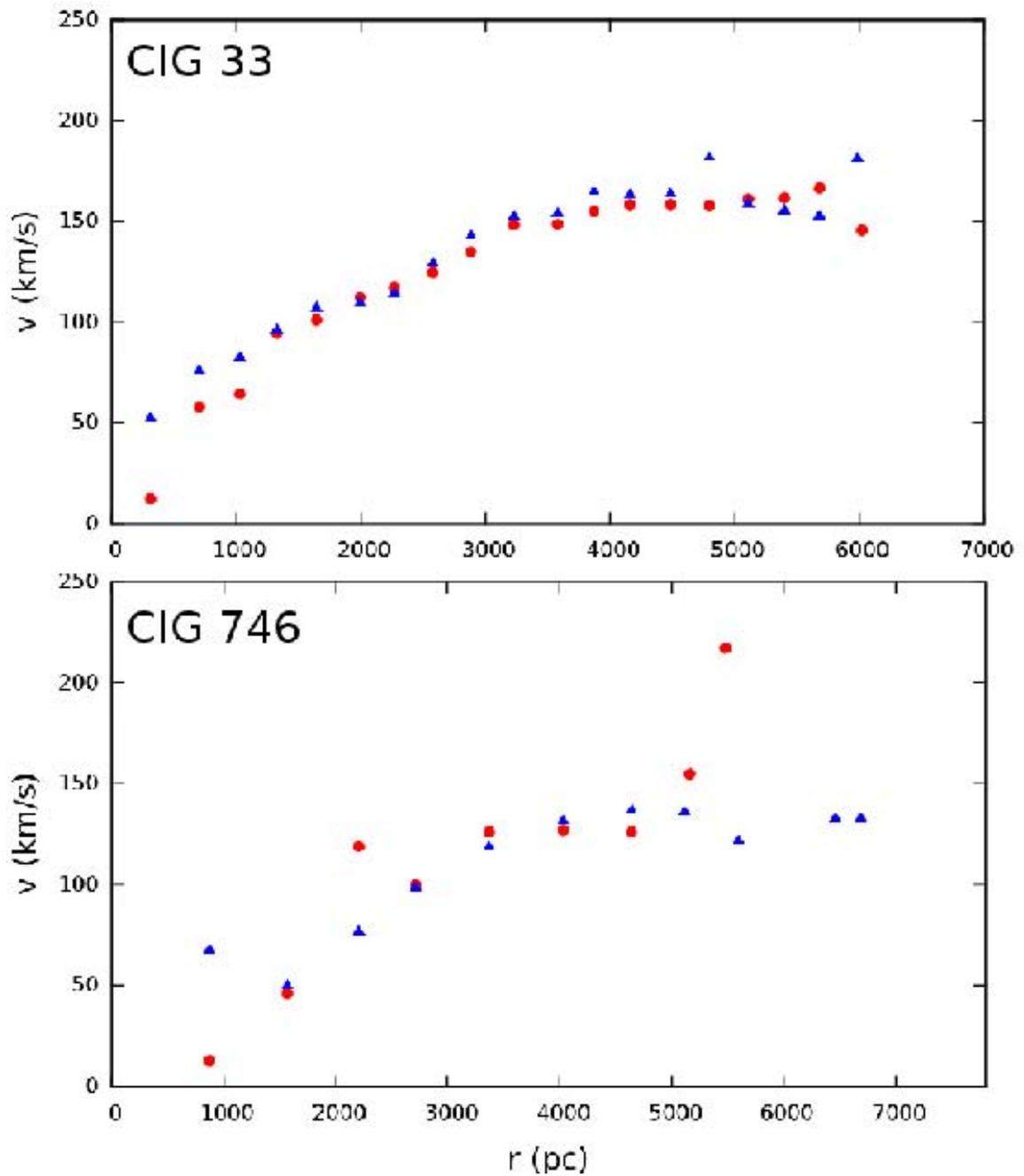


FIGURA 3.12: Panel superior: Curva de rotación del lado que retrocede y del lado que se aproxima de CIG 33. En el Panel inferior: Curva de rotación del lado que retrocede y del lado que se aproxima de CIG 746. El lado que se retrocede esta marcado con puntos en rojo y el lado que se aproxima con triángulos en azul.

que retrocede y que se aproxima, observamos que las desviaciones asociadas a las asimetrías están dentro del error de las observaciones. Así que concluimos que los campos de velocidades son simétricos y no hay perturbación asociada al entorno de

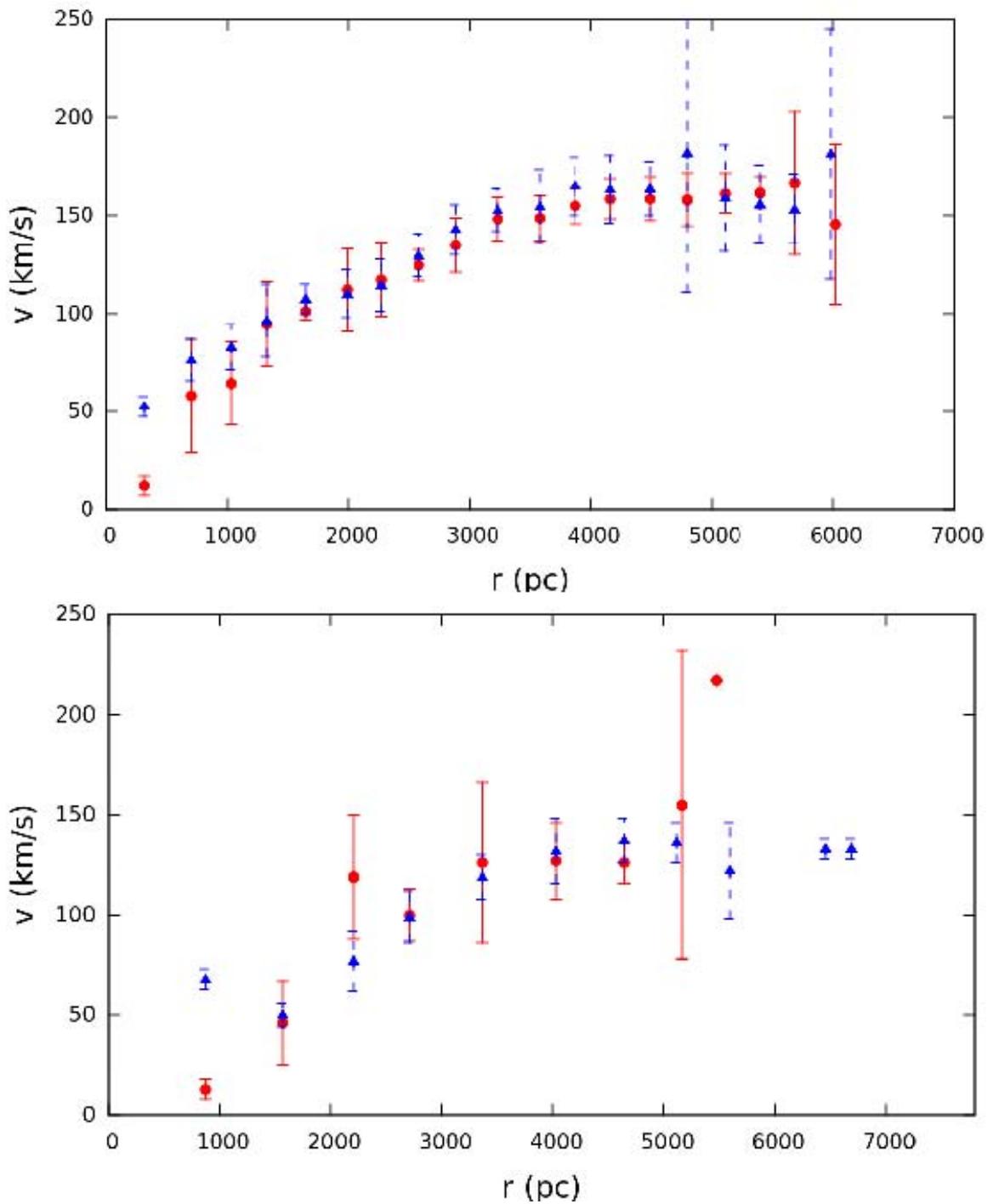


FIGURA 3.13: Panel superior: Curva de rotación del lado que retrocede y del lado que se aproxima de CIG 33. En el Panel inferior: Curva de rotación del lado que retrocede y del lado que se aproxima de CIG 746. El lado que se retrocede esta marcado con puntos en rojo y el lado que se aproxima con triángulos en azul.

las galaxias (ver Figura 3.13).

# Discusión y Conclusiones

En este trabajo se estudiaron las galaxias CIG 33 y CIG 746 galaxias aisladas según los parámetros del catálogo AMIGA, las cuales fueron observadas con el interferómetro Fabry- Perot de barrido PUMA con el fin de determinar la cinemática y dinámica de las galaxias.

La reducción de las observaciones se realizó principalmente con el programa AD-HOCw, a partir de la cual se obtuvieron los campos monocromático, continuo y de velocidades radiales entre otros.

Utilizando el campo de velocidades radiales se obtuvo la curva de rotación de la galaxia, a partir de la cual se determinaron sus parámetros cinemáticos y dinámicos. Así mismo se obtuvo un mapa de velocidades residuales.

## 4.1. Parámetros cinemáticos de CIG 33 y CIG 746

La galaxia CIG 33 es una galaxia aislada cuyos parámetros de grado de aislamiento  $n_k$  y  $Q$  reportados por AMIGA son 1.643 y -1.758 respectivamente (Verley et al. 2007a,b). De los datos obtenidos del Fabry-Perot se estimó la masa de la galaxia (Lequeux 1983). Asumiendo una distancia de 59.90 Mpc, estimamos la masa dinámica en un rango de  $[2.80 \times 10^{10}, 4.67 \times 10^{10}] M_{\odot}$  dependiendo si se consideraba un disco o una esfera tomando en ambos casos un radio de 7kpc.

De la derivación de la curva de rotación de la galaxia CIG 33 se encontraron los siguiente valores para los parámetros cinemáticos; velocidad sistémica de 4168km/s, una inclinación del disco de la galaxia respecto al plano del cielo,  $i$ , de  $55.71^{\circ}$  y un P.A igual a  $175^{\circ}$ .

La galaxia CIG 746, es una galaxia aislada que muestra una baja densidad de número de galaxias y afectado por un muy bajo valor de la fuerza de marea, como es verificado en Verley et al. (2007a,b). De los datos obtenidos del Fabry-Perot se estimó la masa de la galaxia (Lequeux 1983). Asumiendo una distancia de 116 Mpc,

estimamos la masa dinámica en un rango de  $[2.97 \times 10^{10}, 4.95 \times 10^{10}] M_{\odot}$  dependiendo si se consideraba un disco o una esfera tomando en ambos casos un radio de 7.8 kpc.

De la derivación de la curva de rotación de la galaxia CIG 746 se encontraron los siguiente valores para los parámetros cinemáticos: velocidad sistémica de 8176.07 km/s, una inclinación del disco de la galaxia respecto al plano del cielo,  $i$ , de  $50.67^{\circ}$  y un PA igual a  $234^{\circ}$ .

## 4.2. Particularidades en la cinemática

En la Figura 3.6 se señalan algunos puntos del mapa de velocidades (puntos denotados con las letras A, B, C, D, E, F, respectivamente). Algunos de estos muestran estar fuera del patrón esperado de mapa de velocidades radiales (A, B, C y D), se observa por la tendencia en sus colores que estos pixeles cuentan con un mayor número de cuentas que sus pixeles vecinos. Este hecho se corrobora al ubicarlos en la curva de rotación ya que sobre salen de la traza que marcan los demás puntos de la curva de rotación. Al promediar con los pixeles cercanos los valores altos de los pixeles B, C y D bajan y la curva se vuelve más simétrica, marcando solo el punto A aún por encima de la curva y el punto B con una valor de incertidumbre muy grande. Los puntos E y F son los puntos más lejanos respecto al centro de la galaxia, sus velocidades siguen la traza de la curva de rotación por lo que se puede decir que efectivamente son parte de la galaxia. Se revisaron cada uno de los perfiles de estos puntos, no son perfiles dobles pero su señal a ruido es muy baja, razón por la cual el comportamiento de la galaxia al borde de la misma no es significativo (ver Figura 3.14).

Finalmente, en ambos casos, los criterios de aislamiento para CIG 33 y CIG 746 muestran que están aisladas. Por otro lado, el estudio en la cinemática muestra algunos signos de lopsidedness; en el caso de CIG 33 estos signos representaban a la barra y en el caso de CIG 746 podrían representar efectos producido por alguna pequeña compañera o una gran nube de HI. Sin embargo, estos posibles lopsidedness no son potenciales, ya que caen dentro del intervalo de error de la observación, o no son creíbles como en el caso de CIG 746, por lo que ambas galaxias son representantes del tipo 1 de la clasificación dada por van Eymeren et. al. 2011.

De esta manera, nuestro estudio cinemático esta de acuerdo con lo esperado de la idea de una galaxia aislada. Aunque en general no se pueda hablar de un aislamiento total en las galaxias, estas dos galaxias muestran que en algunos am-

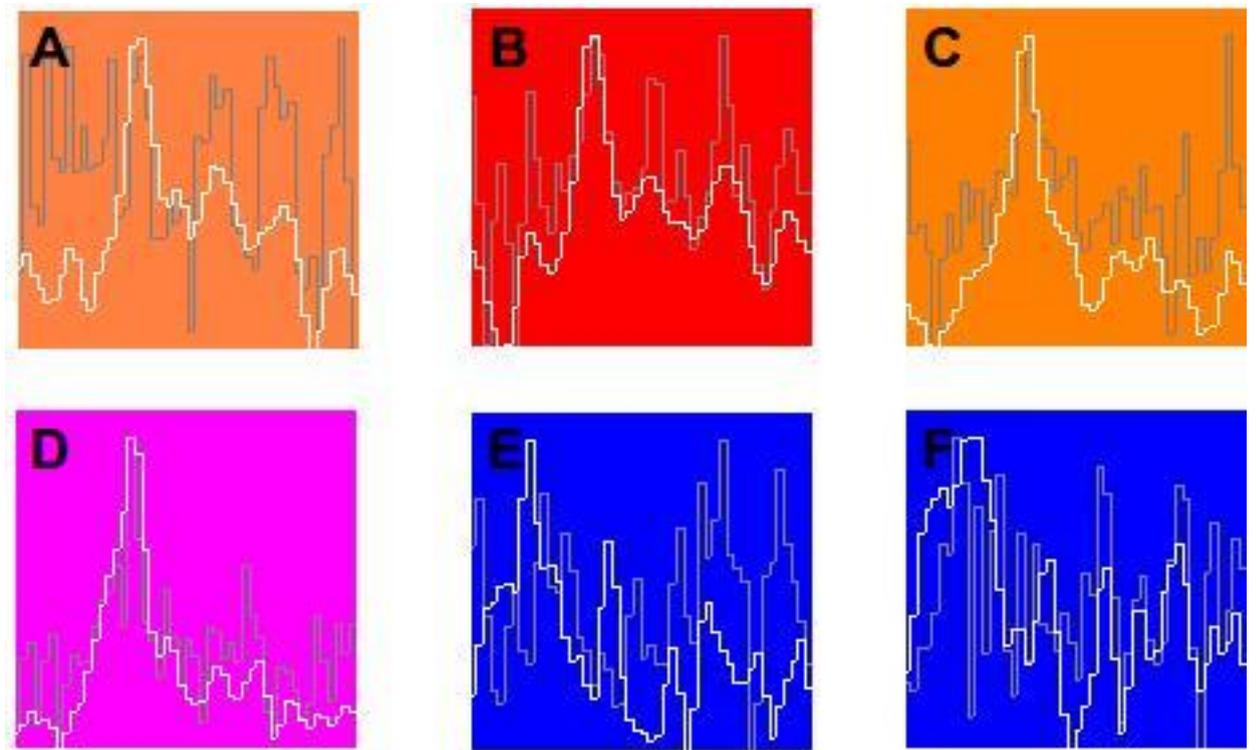


FIGURA 3.14: Perfiles integrados de los pixeles señalados en el campo de velocidades de CIG 746. El perfil de color gris corresponde al perfil integrado por el cubo lambda sin suavizar. El perfil de color blanco corresponde para cada caso al cubo lambda suavizado a partir del cual se realizó el campo de velocidades radiales.

bientes las interacciones entre las galaxias no son significativas como para afectar en su cinemática, por lo se puede suponer un cierto grado de aislamiento. Existen algunos casos en donde la cinemática da muestra de signos de interacción en galaxias aisladas, los cuales no son detectados con los criterios de Karachentseva o de AMIGA (Cárdenas-Martínez y Fuentes-Carrera 2014). Es así, que un estudio como el mostrado en este trabajo es complementario y brinda información importante de la cinemática y dinámica de las galaxias.

Este estudio se puede complementar aún más que lo expuesto en esta tesis observando otras componentes de la galaxia como HI, con el fin de complementar nuestra información en la dinámica y poder realizar una comparación más de los loopsidedness.

# Bibliografía

Amram, P., 1991, Tesis doctoral “Etude cinématique du gaz ionisé dans les galaxies spirales. Importance de l’environnement: Galaxies binaires et galaxies d’amas” -Université de Provence, Marsella

Binney, J. & Merrifield, M., 1998, *Galactic Astronomy*, Ed. Princeton University Press

Binney, J. & Tremaine, S., 1998, *Galactic Dynamics*, Ed. Princeton University Press

Bland, J., Taylor, K. & Atherton, P.D. 1987, MNRAS, 228, 595

Bland, J. & Tully, R.B. 1989, AJ, 98, 723

Bournaud, F., Combes, F., Jog, C.J., Puerari, I. 2005 b, A & A, 438, 507

Cárdenas-Martínez, N., Fuentes-Carrera, I. 2014, ASPC, 480, 283C

Chamberlain, J.W. 1961, "Physics of the Aurora and Airglow, Academic Press.

Dahari, O., 1984, *A.J.*, **89**: 966

Epinat, B., Amram, P., Marcelin, M., et al., 2008, MNRAS, 388, 500

Fuentes-Carrera, I. 1999, “Cinemática y dinámica de pares de galaxias en interacción”, Tesis de Doctorado en Astronomía, Instituto de Astronomía, Universidad Nacional Autónoma de México

Fernandez, L. M., Sulentic, J., Verdes-Montenegro, L., Argudo-Fernández, M., 2013, MNRAS, 434, 325F

Kannappan, S. J., Fabricant, D. G. 2001, in *Galaxy Disks and Disk Galaxies*, ed. J. G. Funes, E. M. Corsini, ASP Conf. Ser., 230, 449

Grant, R. Fowles., 1989, “Introduction to modern optics”, Dover Publications, Second

edition.

Hecht, Eugene., 2000, “Óptica”, Person Addison Wesley, Tercera edición.

Jog, C. J., 1997, ApJ, 488, 642

Jog, C. J., 2002, A & A, 391,

Jog, C. J. Combes, F., 2009, Phys. Rep., 471, 75J

Karachentseva, V. E., 1973, Astrofizicheskie Issledovaniia Izvestiya Spetsial'noj, Astrofizicheskoy Observatorii, 8, 3.

Leon, S., Verdes-Montenegro, L., Sabater, J., Espada, D., Lisenfeld, U., Ballu, A., Sulentic, J., Verley, S., and García, E., 2008, A & A, 485, 475.

Lequeux, J. 1983, A & A, 125, 394

Levine, S.E., and Sparke, L.S., 1998, Ap.J., 496, L13

Lisenfeld, U., Verdes-Montenegro, L., Sulentic, J., Leon, S., Espada, D., Bergond, G., García, E., Sabater, J., Santander-Vela, J. D., and Verley, S., 2007, A & A, 462, 507.

Nordsieck, K.H., 1973, Ap.J., 184, 719

Rosado, M., Langarica, R., Bernal, A., Cobos, F., Garfias, F., Gutierrez, L., Tejada, C., Tinoco, S. & Le Coarer, E. 1995, RevMexAA (Serie de Conferencias), 03, 263

Rubin, V., Ford, W.K. & Thonnard, N. 1978, ApJLetters, 225, 1107

Soifer, B. T., Sanders, D. B., Madore, B. F., Neugebuer, G., Danielson, G. E., Elias, J. H., Lonsdale, Carol J., and Rice, W. L., 1987b, Ap.J., 320, 238

Steel, W. H., 1967, “Interferometry”, Cambridge University Press.

Sulentic, J. W., Verdes-Montenegro, L., Bergond, G., Lisenfeld, U., Durbala, A., Espada, D., García, E., Leon, S., Sabater, J., Verley, S., Casanova, V., and Sota, A., 2006, A & A, 449, 937.

Swaters, R. A., Sancisi, R., van Albada, T. S., van der Hulst, J. M., 2009, A A, 493, 871.

Van Eymeren, J., Jutte, E., Jog, C. J., Stein, Y., Dettmar, and R.-J., 2011, A & A, 530A,

30V

Van Eymeren, J., Jutte, E., Jog, C. J., Stein, Y., Dettmar, and R.-J., 2011, *A & A*, 530A, 29V

Van der Kruit, Pieter C., 1990, *Kinematics and mass distributions in spiral galaxies*.

Vázquez-Pérez, C. 2013, "Mapa de velocidades y curva de rotación de la galaxia CIG 746", Tesis de Licenciatura en Física y Matemáticas, Escuela Superior de Física y Matemáticas, Instituto Politécnico Nacional

Verdes-Montenegro, L., Sulentic, J., Lisenfeld, U., Leon, S., 2003, Espada, D., García, E., Sabater, J., and Verley, S., 2005, *A & A*, 436, 443.

Verley, S., Odewahn, S. C., Verdes-Montenegro, L., Leon, S., Combes, F., Sulentic, J., Bergond, G., Espada, D., García, E., Lisenfeld, U. Sabater, J., 2007a, *A & A*, 470, 505.

Verley, S., Leon, S., Verdes-Montenegro, L., Combes, F., Sabater, J., Sulentic, J., Bergond, G., Espada, D., García, E., Lisenfeld, U., and Odewahn, S. C., 2007b, *A & A*, 472, 121.