

ASPECTOS RADIO-OBSERVACIONALES DE GALAXIAS

Esteban Bajaja

Instituto Argentino de Radioastronomía

Abstract

A brief review of radioastronomy fundamentals (types of signals and radiotelescopes) is followed by a short description of the results of observations of the HI 21 cm line on galaxies with small angular size, on NGC 4449 and M31, of the continuum in the Magellanic Clouds, and of the CO lines on southern nearby galaxies.

1 Introducción

La exposición y análisis de todos los resultados de observaciones de galaxias excedería en mucho los límites impuestos para este informe. En consecuencia me limitaré a aquellas observaciones de galaxias en las que me he visto personalmente involucrado ya que, además de conocerlas mejor, ellas abarcan la mayor parte de los modos de observación y una variedad razonable de tipos de galaxias. Para una mejor comprensión del tema comienzo por una breve revisión de los diferentes tipos de radiación observados y de los diferentes tipos de antenas utilizadas para esas observaciones. Luego describo dichas observaciones y los resultados obtenidos para algunas galaxias particulares.

2 Emisiones observables en radioastronomía

Una primera división distingue entre observaciones del continuo y de líneas.

2.1 Radiaciones en el continuo

Se distinguen básicamente dos tipos de radiaciones: la *térmica* y la *no térmica*.

2.1.1 La radiación térmica

Se origina en las aceleraciones de los electrones libres provocadas por los campos eléctricos de partículas cargadas en un plasma. La intensidad de la radiación de una nube de gas ionizado (región III), en una frecuencia ν , puede expresarse con: $I_\nu = B_\nu(1 - e^{-\tau})$ donde $I_\nu = dS_\nu/(d\Omega d\nu)$ es la densidad de flujo por unidad de ángulo sólido y de frecuencia y $B_\nu = 2kT_e\nu^2/c^2$ es la aproximación de Raleygh-Jeans de la función de Planck para la temperatura electrónica T_e y la frecuencia ν (k es la constante de Boltzman y c la velocidad de la luz). La profundidad óptica está definida por $\tau_\nu = CT_e^{-1,35}\nu^{-2,1} \int_0^L N_e^2 ds$ donde N_e es la densidad electrónica y L el camino a lo largo de la visual dentro de la nube ionizada (C es una constante).

Si ν_0 es la frecuencia para la cual $\tau_\nu = 1$ (típicamente 1 GHz), la dependencia de I_ν con la frecuencia está reflejada en las siguientes expresiones (Fig.1a):

$$\nu \gg \nu_0 \rightarrow \tau_\nu \ll 1 \rightarrow I_\nu \approx B_\nu \tau_\nu \propto T_e^{-0,35} \nu^{-0,1}$$

$$\nu \ll \nu_0 \rightarrow \tau_\nu \gg 1 \rightarrow I_\nu \approx B_\nu \propto T_e \nu^2$$

2.1.2 La radiación no térmica

Se origina en la interacción de electrones relativistas con campos magnéticos interestelares. Las características de la radiación observada son consistentes con la suposición de que la distribución de energías de los electrones es similar a la de la radiación cósmica, o sea $N(E)dE = KE^{-\gamma}dE$. Con esta suposición: $I_\nu \propto B_\perp^{\frac{\gamma+1}{2}} \nu^{\frac{1-\gamma}{2}}$ donde B_\perp es la componente del campo magnético interestelar perpendicular a la visual. Con $\gamma = 2,7$, $I_\nu \propto \nu^{-0,85}$ (Fig. 1b), similar a lo observado. A muy bajas frecuencias la radiación se atenúa por el plasma presente en el MIE.

La radiación de cada electrón está polarizada en 100% pero la polarización de la radiación detectada por el radiotelescopio es mucho menor. Contribuyen a ello el volumen del espacio abarcado por el haz de la antena y las irregularidades, dentro de ese espacio, del campo magnético y de las densidades electrónicas N_e . Ambos determinan la rotación del plano de polarización a través del efecto de Faraday: $\Delta\Psi \propto \lambda^2 \int_0^L B_{\parallel} N_e ds$ donde $\Delta\Psi$ es el ángulo de rotación y B_{\parallel} es la componente del campo magnético paralela a la visual.

En general se detectan ambos tipos de radiaciones, térmica y no térmica, en forma simultánea lo cual se manifiesta a través de los diferentes índices espectrales en función de la frecuencia ν (Fig. 1c).

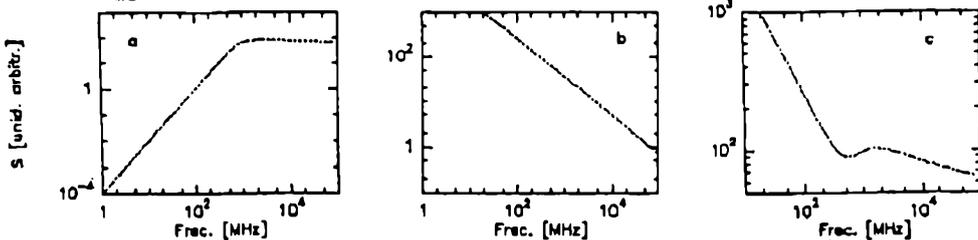


Figura 1: Dependencia de I_ν con la frecuencia

2.2 Radiación en líneas espectrales

Para la observación radioastronómica de galaxias, las líneas espectrales más útiles, por su facilidad de detección y porque se complementan para brindar información sobre la componente más abundante del medio interestelar (MIE), el hidrógeno, son la línea de 21 cm del HI y las líneas en ondas milimétricas del CO.

2.2.1 La línea de 21 cm del HI

Esta línea se origina en la estructura hiperfina del HI. La diferencia energética entre los niveles $F=0$ y $F=1$ del estado fundamental $1^2S_{1/2}$ corresponde a un fotón con una frecuencia $\nu = 1420,4057$ MHz ($\lambda = 21,1$ cm). Esta es una radiación dipolar magnética con una probabilidad de transición espontánea $A_{10} = 2,87 \times 10^{-15}$ seg, o sea, con una vida media de 11×10^6 años. El proceso de excitación-desexcitación predominante, en consecuencia, es el colisional y la densidad columnar de HI se puede expresar con:

$$N_{HI} = 1,82 \times 10^{18} T_s \int \tau(v) dv [cm^{-2}]$$

donde T_s es la temperatura de excitación, llamada *temperatura de Spin* y $\tau(v)$ la profundidad óptica a la velocidad radial v (en km/s). La temperatura de brillo $T_b = T_s (1 - e^{-\tau})$.

En general se supone que $\tau \ll 1$ con lo que $T_b \approx T_e \tau$ y $N_{HI} = 1.82 \times 10^{18} \int T_b(v) dv$

2.2.2 Las líneas del CO

Para obtener información sobre la otra forma del H, la molecular (H_2), es necesario recurrir, radioastronómicamente, a medios indirectos ya que, al no tener la molécula momento eléctrico permanente, las transiciones de los niveles rotacionales son difíciles de detectar en ondas de radio. En consecuencia se utilizan las emisiones de la molécula CO que sí tiene momento eléctrico permanente y cuyas transiciones rotacionales más bajas están en el rango de ondas milimétricas y son fácilmente detectables. Las intensidades de estas emisiones pueden relacionarse con la densidad columnar del H_2 a través de la suposición de que los niveles se excitan por colisiones con esta molécula.

3 Radiotelescopios

Llamaremos radiotelescopio al conjunto compuesto por el telescopio (antena) y por el receptor (amplificadores + detectores).

3.1 Antenas

Las antenas en uso en radioastronomía se pueden clasificar básicamente en dos tipos: las simples y las múltiples correlacionadas.

3.1.1 Antenas simples

La calidad de una antena simple está definida por los siguientes parámetros:

a) La resolución angular, que se define a través del ancho a media potencia, ϑ , del haz principal del diagrama de potencia. Para un paraboloide de diámetro D, a la longitud de onda λ , $\vartheta \approx 1,22\lambda/D$ [rad].

b) El área efectiva, A_e , para la colección de energía, determinada por la eficiencia de apertura $\eta_a = A_e/A_{geom}$ donde A_{geom} es el área geométrica del reflector. Una relación importante derivada de A_e es la de $f_a = S/T_a = 2k/A_e$ [Jy/K].

c) La eficiencia del haz principal, η_B , definida como el cociente entre los ángulos sólidos del haz principal (Ω_p) y el total (Ω_A). Para un paraboloide de revolución, $\eta_B \approx 1,134 A_e (\vartheta/\lambda)^2$

En la Tabla 1 se dan los parámetros de algunas antenas simples.

Antena	País	Diámetro	$\vartheta(\lambda 21cm)$
Arecibo	P. Rico	300 m	3,0
Effelsberg	Alemania	100 m	9,3
Parkes	Australia	64 m	15,0
IAR	Argentina	30 m	34,0

Tabla 1: Parámetros de algunas antenas simples

3.1.2 Síntesis de apertura

La resolución angular se puede mejorar con el uso de interferómetros de correlación. La temperatura de antena a la salida del receptor conectado a cada par de antenas es una cantidad compleja que se puede expresar del siguiente modo:

$$T_a(u, v) = \iint \frac{T_b(l, m) A(l, m)}{\lambda^2 \sqrt{1 - l^2 - m^2}} \exp[-2\pi i(ul + mv)] dl dm$$

que puede reconocerse como una Transformada de Fourier: $T_a = TF\left[\frac{T_b A}{\lambda^2 \sqrt{1-l^2-m^2}}\right]$.

Las coordenadas l, m son los cosenos directores de las coordenadas polares asociadas a la antena y u, v las coordenadas espaciales en el espacio de la transformada, medidas en longitudes de ondas. Esta propiedad permite obtener la distribución de T_b a través de la transformada inversa de Fourier una vez que se haya cubierto con observaciones un área del plano (u, v) . Si $G(u, v)$ describe esa área,

$$TF^{-1}[T_a(u, v)G(u, v)] = \frac{T_b(l, m)A(l, m)}{\lambda^2 \sqrt{1-l^2-m^2}} * g(l, m)$$

donde $g(l, m)$ representa la T.F. de $G(u, v)$. El mapa que se obtiene, en consecuencia, es la convolución de la distribución de brillo en el cielo $T_b(l, m)$, atenuada por el haz primario $A(l, m)$, con una función que es equivalente al haz que produciría una antena con un área del orden de la descrita por $G(u, v)$.

Algunos ejemplos de sistemas de antena que aplican este método son:

Westerbork Synthesis Radio Telescope (WSRT) (en Holanda): Consta de 10 antenas fijas y 4 móviles, de 25 m de diámetro cada una, orientadas en la dirección E-O. Las longitudes de línea de base mínima y máxima son 36 m y 3 km respectivamente.

Very Large Array (VLA) (en EEUU de Norteamérica): Consta de 27 antenas móviles de 25 m cada una distribuidas sobre tres ramas formando una Y. La longitud máxima de las líneas de base es de 36 km.

Australian Telescope (AT) (en Australia): Consta de 3 antenas, 2 simples de 22 y 64 m, y una múltiple de 6 x 22m, con líneas de base de hasta 320 km.

4 Observación de galaxias

Veremos ahora los resultados de las observaciones de los diferentes tipos de radiaciones provenientes de galaxias con los radiotelescopios descritos anteriormente. Comenzaremos con la línea de 21 cm del HI, utilizando antenas simples y múltiples. Veremos luego la observación del continuo y finalmente la de las líneas de CO.

4.1 Observaciones en la línea de 21 cm del HI con antenas simples

Distinguiremos entre observaciones de galaxias con diámetros angulares menores o mayores que el haz de antena.

4.1.1 Galaxias con diámetro angular menor o igual que el del haz de la antena

Con las resoluciones angulares de las antenas simples a $\lambda = 21$ cm (Tabla 1), con excepción de algunas (muy pocas) galaxias cercanas, el haz de la antena, centrado en la galaxia, cubre toda su extensión. En estos casos se obtiene una información global a través de un solo espectro de HI por galaxia. Los parámetros que se pueden obtener, a partir de ese único perfil, son los siguientes:

A) Parámetros observacionales directos: a) La velocidad sistemática de la galaxia, V_0 , de la velocidad central del perfil. b) El ancho del perfil, W , generalmente a 20% o 50%, del máximo de intensidad. c) El área del perfil, $F = \Sigma I_\nu \Delta\nu$. d) La forma del perfil (trapecio, doble pico, etc.)

B) Parámetros derivados inmediatos: a) La distancia a la galaxia, D , a partir de V_0 corregida por el movimiento con respecto al Grupo Local y usando la constante de

Hubble predilecta ($D = V_0'/H_0$). b) La velocidad de rotación máxima a partir de W corregido por la inclinación i de la galaxia ($V_{m\alpha} = W/(2\text{sen}i) = W_0/(2\text{sen}(i))$). c) El promedio de la densidad columnar de HI, a partir de F . Suponiendo que $\tau \ll 1$, $\langle N_{HI} \rangle = 1,82 \times 10^{18} F$. d) La magnitud absoluta M_B (o la luminosidad L_B), a partir de W_0 , usando la correlación de Tully y Fisher (1977). El módulo de distancia obtenido con esta magnitud debería ser consistente con la distancia D obtenida en a). e) La forma del perfil da una idea solo cualitativa y aproximada acerca de la distribución del HI sobre la galaxia (anular, asimétrica, pico central, etc.).

C) Parámetros derivados indirectos: a) La masa de HI en la galaxia, M_{HI} , con F y D : $M_{HI} = 2,36 \times 10^5 D^2 F f_a$. b) La masa total de la galaxia estimada a partir del diámetro lineal, A_0 (o sea del diámetro angular y de D), y de $V_{m\alpha}$: $M_t = 2,45 \times 10^4 A_0 W_0^2$. c) La densidad superficial $\sigma_{HI} = M_{HI}/A_0^2$ (independiente de D). d) Las relaciones M_{HI}/M_t (dependiente de D), M_{HI}/L_B , (indep. de D) y M_t/L (dep. de $1/D$).

Los perfiles de miles de galaxias observadas (incluyendo algunas con la antena del IAR (Bajaja y Martín, 1985) han permitido el estudio estadístico de los diversos parámetros. En la Tabla 2 pueden verse algunos en función del tipo de galaxia.

Tipo de gal.	M_{HI} $10^9 M_\odot$	M_{HI}/L_B M_\odot/L_\odot	σ_{HI} M_\odot/pc^2
Sa, Sab	4.2	0.28	4.5
Sb	8.3	0.36	9.0
Sbc	6.2	0.48	9.4
Sc	4.5	0.52	8.2
¿ Sc	1.5	0.91	9.9

Tabla 2: Parametros globales de galaxias

4.1.2 Observación de HI con diámetro mayor que el del haz de antena

La observación de la distribución del HI en una galaxia, con una antena simple, es posible cuando su dimension angular es grande con respecto al haz de antena, o cuando la extensión del HI lo es aunque la galaxia sea pequeña. Tal es el caso de NGC 4449 cuyo diámetro óptico es de $5' \times 4'$ pero cuyo HI se extiende hasta $35'$ (unos 14 radios galácticos)! Esta galaxia fué observada por Bajaja et al. (1993) con el radiotelescopio de E-

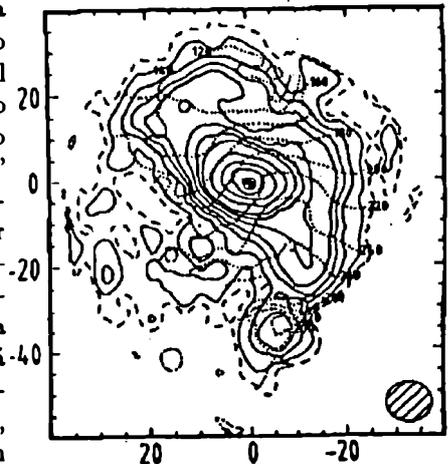


Figura 2: HI en NGC 4449

La velocidad sistemática es de 214 km s^{-1} de la cual derivamos una distancia de $3,7 \text{ Mpc}$ (usando $H_0 = 75 \text{ km s}^{-1}$). Con esta distancia y con la velocidad de rotación

medida a 30' del centro, podemos estimar la masa total $M_t \sim 7,6 \cdot 10^{10} M_\odot$. Con este valor y con la masa de HI y la luminosidad $L_B = 2,5 \cdot 10^9 L_\odot$, determinamos los valores de las relaciones: $M_{HI}/M_t \simeq 0,013$, $M_{HI}/L_B \simeq 0,4$ y $M_t/L_B \simeq 30$. Este último implica la existencia de un halo oscuro.

4.2 Observación de HI con síntesis de apertura

Un ejemplo de observación de HI en una galaxia, con la alta resolución obtenible con la técnica de síntesis de apertura, es la observación de NGC 224 (M31) con el WSRT. A pesar de que el diámetro de esta galaxia es de más de 3° , debido a su alta inclinación (78°), las observaciones con antenas simples no pudieron resolver los brazos en espiral. Con el WSRT, con un haz sintetizado de $24'' \times 36''$ (84×126 pc), ello sí fué posible. La primera observación fué de un campo central (Bajaja y Shane, 1982) pero como el ancho del haz de antena primario es de $37,6''$, se hicieron nuevas observaciones en 5 campos que cubrieron aproximadamente el 80% de la galaxia (Brinks y Shane, 1984). La resolución en velocidad, luego del procesamiento de las observaciones, era de 8,2 km/s y la separación entre canales de 4,5 km/s.

Se obtuvieron 149 mapas, uno para cada canal, con los cuales se produjo, sumándolos, un mapa para la distribución del HI sobre la galaxia que permitió su correlación con otras componentes, en particular con el polvo interestelar que demostró estar correlacionado con el HI en un 90% de los casos. El campo de velocidades medias queda invalidado por las múltiples componentes en velocidad a lo largo de la visual en la mayor parte de la galaxia debido a los efectos de proyección, del alabeo de la galaxia y de la inclinación de la galaxia.

En la Fig. 4 puede verse un diagrama de posición-velocidad a lo largo de una línea paralela al eje mayor, 4,8 hacia el NO. Las distintas pendientes están asociadas a las diferentes velocidades de rotación de cada componente. Un estudio particular que permitieron estas observaciones fué el de los agujeros o burbujas que presenta la distribución de III (Brinks y Bajaja, 1986).

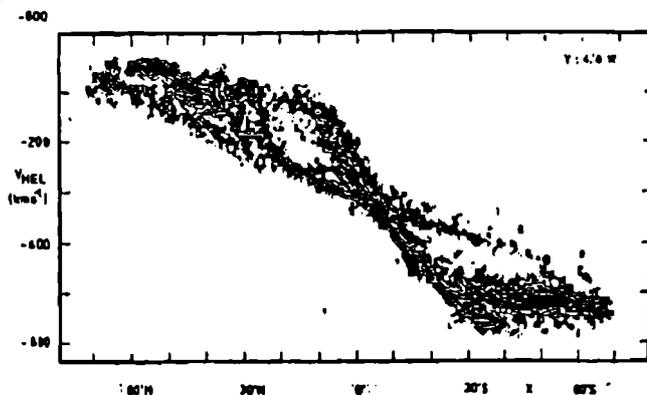


Figura 4: Vel.-pos. paralelamente al eje mayor de M31

Se catalogaron 141 agujeros con diámetros entre 100 pc y 1 kpc; todos ellos se encuentran a una distancia del centro de aproximadamente 10 kpc, que es donde se encuentra el brazo principal, junto con las estrellas OB, las regiones HII, las emisiones en el continuo y en el IR, etc. En cada caso se buscó la velocidad de expansión que era, en general, de 12 km/s y en el 50% de los casos visible solo de un lado. Las masas desalojadas eran de 10^3 a $10^7 M_\odot$ con energías entre 10^{49} y 10^{53} erg y edades de 2,5 a 30×10^6 años (aprox. como las estrellas OB). La correlación con las asociaciones OB y con las regiones HII es solo parcial y en gran medida seguramente debida a que

todas estas componentes están agrupadas en la misma región. No se ha encontrado correlación alguna con las supernovas como consecuencia de las edades de estos objetos.

4.3 El continuo en las Nubes de Magallanes

Las Nubes Mayor y Menor de Magallanes fueron observadas recientemente (en 1987 y 1988) (Haynes et al., 1991) con el radiotelescopio de Parkes en las frecuencias de 1,4, 2,4, 4,75 y 8,55 GHz (λ de 21, 12,5, 6 y 3,5 cm respectivamente). La Fig. 4 muestra el índice espectral global entre 10 MHz y 10 GHz para ambas Nubes usando también resultados de observaciones anteriores. Es bien evidente la existencia de dos índices espectrales distintos para cada una, con las frecuencias de transición ubicadas en ~ 1 GHz, y las diferencias entre ambas Nubes.

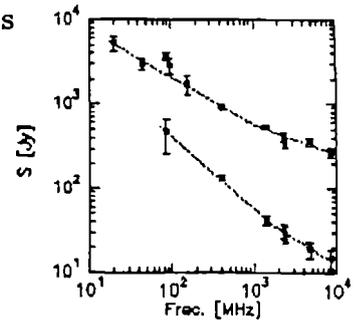


Figura 4: S' 's globales

Para la Nube Mayor $\alpha_{nt} = -0,70$ y la fracción térmica = 45%; para la Nube Menor $\alpha_{nt} = -0,85$ y la f.t. = 20%. Esto se aprecia en los mapas para cada frecuencia. A las frecuencias mayores hay un mayor predominio de las fuentes discretas, generalmente asociadas a regiones HII (térmica) mientras que a frecuencias menores la no-térmica se manifiesta en forma de emisión extendida. En la Fig. 5 se puede ver el mapa para λ 6 cm.

La Nube Mayor está dominada por 30 Dorado que provoca una fuerte asimetría E-O. En 21, 12,5 y 6 cm se detectó por primera vez polarización lineal en la Nube Mayor al S y SO de 30 Dor en la misma región en que HI, CO y polvo son prominentes. La polarización alcanza valores elevados de hasta 25% y aun así estos son valores subestimados por la mezcla de emisiones térmica y no-térmica. Estos valores indican la presencia en estas regiones de campos magnéticos altamente ordenados. En la Nube Menor los complejos de emisión están asociados a los extremos de la barra. La polarización aquí es marginal. La correlación en la Nube Mayor entre el continuo en 6 cm y la emisión de CO en la transición $^{12}\text{CO}(1-0)$ (Cohen et al., 1987) es general pero no en un 100%.

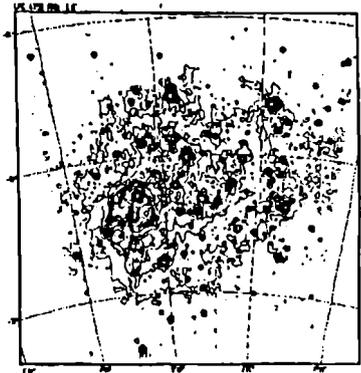


Figura 5: Continuo en 6 cm en la NMM

Esta correlación está ligada a la eficiencia de formación estelar.

4.4 Observación de galaxias en las líneas de CO

Las longitudes de onda de las transiciones $^{12}\text{CO}(1-0)$ y $^{12}\text{CO}(2-1)$ ($\lambda = 2,6$ y 1,3 mm respectivamente), siendo milimétricas, permiten que, con diámetros moderados de antena se obtengan resoluciones angulares menores que $1'$. Tal es el caso del SEST, instalado en el observatorio de ESO en La Silla (Chile), que, con 15 m de diámetro, permite observar la transición $^{12}\text{CO}(1-0)$ con una resolución angular de $43''$ y la (2-1) con $21''$.

La importancia de las observaciones de la molécula de CO radica en la suposición de que sus niveles rotacionales excitados se pueblan por colisiones con las moléculas de H_2 del MIE lo cual permite estimar la densidad columnar de estas a partir de las intensidades de las líneas de CO. La relación cuantitativa no se conoce con certeza. Diversos procedimientos producen resultados que difieren entre sí de modo que esa relación se puede expresar:

$$N_{H_2} = (1 a 5)10^{20} I_{CO} [mol/(cm^2 K km/s)]$$

donde $I_{CO} = \int T_b dv [K km/s]$ (para $^{12}CO(1-0)$). Adoptamos para la constante el valor $3 \cdot 10^{20}$.

El SEST fué utilizado para la observación de 6 galaxias australes (Tabla 3). De acuerdo a la clasificación del BGRCII, todas las galaxias observadas son barreadas (SB) aunque esto es dudoso en algunos casos. En general las observaciones fueron realizadas en la frecuencia de 115 GHz de la transición $^{12}CO(1-0)$ cubriendo la mayor parte de las imágenes ópticas con puntos sobre una grilla de $20'' \times 20''$, o sea con muestreo completo. En ningún caso la resolución angular fué suficiente para resolver los brazos espirales o la barra pero sí para obtener una buena imagen de la distribución del CO (o de H_2), de su campo de velocidades y de las velocidades a lo largo del eje mayor.

De dichos mapas se pudieron extraer los siguientes parametros: a) Velocidad sistemática V_o , y por tanto la distancia. b) La masa de H_2 , M_{H_2} , con la suma de todos los I_{CO} . c) La velocidad de rotación a un cierto radio R y por tanto la Masa total hasta ese radio. d) La masa total del hidrógeno en forma gaseosa $M_H = M_{HI} + M_{H_2}$. e) Las relaciones entre las diversas masas entre sí y con la luminosidad.

En la Tabla 3 se dan los resultados principales.

Galaxia NGC	Tipo	V_o $km s^{-1}$	M_{H_2} $10^9 M_{\odot}$	M_H $10^9 M_{\odot}$	M_t $10^{10} M_{\odot}$
613	SB(rs)bc	1480	4.1	7.8	19.9
1313	SB(s)d	—	—	—	—
1433	SB(r)a	1078	0.4	1.8	—
1566	SAB(s)bc	1520	5.3	14.7	6.7
1672	SB(s)b	1336	3.7	11.1	3.0
2442	SB(a)b	1432	4.4	7.5	47.9

Tabla 3: Resultados de las observaciones de CO

Referencias

- Bajaja E., Huchtmeier W., Klein U., 1993, A&A (en prensa)
 Bajaja E., Martín M.C., 1985, AJ 90, 1783
 Bajaja E., Shane W.W., 1982, A&A Supp. 49, 745
 Brinks E., Bajaja E., 1986, A&A 169, 14
 Brinks E., Shane W.W., 1984, A&A Supp. 55, 179
 Cohen R.S., Dame T.M., et al., 1987, Aph J Lett. 331, L95
 Haynes R.F., Klein U., et al., 1991, A&A 252, 475