

EL MIE EN OTRAS GALAXIAS

Clasificación morfológica de Hubble, basada en la apariencia óptica

Early-type

Late-type

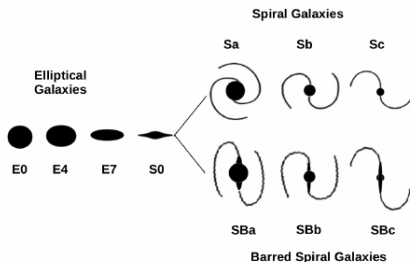


Figure 8.1: A schematic representation of the morphology of galaxies and the Hubble classification scheme. The elliptical galaxies are given the designation E0 through E7, where E0 galaxies are spherical and E7 galaxies are the most flattened. The S0 galaxies are disk galaxies with no obvious spiral arms. The spiral-armed galaxies are divided into spiral galaxies (Sa, Sb, and Sc) and barred spiral galaxies (SBa, SBb, and SBc). Sa and SBa galaxies have more tightly wound arms and large central bulges, while Sc and SBc have more loosely wound arms and smaller central bulges. Galaxies that do not fit any of these morphologies are classified as irregular galaxies.

Características generales

- Dentro de cada morfología las galaxias **tienen un gran rango de masas y tamaños**
 - Gal. elípticas: varían desde enanas con tamaños ≤ 1 kpc y masa (en estrellas) $\leq 10^7 M_{\odot}$ a gigantes con tamaños > 100 kpc y masas mayores a $10^{12} M_{\odot}$
 - Espirales: las más grandes tienen diámetros de 100 kpc y masas mayores a $10^{11} M_{\odot}$, y las más chicas, solo 5 kpc y masas de solo $10^9 M_{\odot}$
 - la Vía Láctea es una galaxia espiral barrada con una masa de $\sim 6 \times 10^{10} M_{\odot}$
- la mayor parte de las gal. son las de menor tamaño y poca masa, llamadas **galaxias enanas**. Tienen forma elíptica o irregular. Aunque las gal enanas son muchas, son las gal espirales y las gigantes elípticas con mucha masa las que más contribuyen a la masa estelar total y la luz de las estrellas en el universo local

Características generales

- **No están uniformemente distribuidas.** Estructura jerárquica. Forman grupos, que pueden tener pocos miembros o cientos. Los grupos más grandes se llaman cúmulos de galaxias y se clasifican en pobres (decenas de miembros) o ricos (cientos o miles de miembros). Estos grupos se agrupan: superclusters. La Vía Láctea forma parte de un cúmulo pobre: el Grupo Local. Es la más masiva del grupo, junto con Andrómeda (M31). Tmb hay gal. de campo, que no están en ningún cúmulo.
- **los estudios de gal en cúmulos y de campo muestra que la morfología depende del entorno en el que están.** Las gal elípticas predominan en los cúmulos ricos, y las espirales en los pobres o son de campo.
Density-morphology relation (Dressler 1980)
La densidad de galaxias es mayor en los cúmulos ricos → la interacción entre gal. es más frecuente → puede llevar a la disrupción de los discos de gal espirales. Gal espiral → gal elíptica

Características generales

- **la cantidad de gas y de estrellas tmb varía con la morfología:**
en gral. las elípticas y S0 contienen estrellas viejas y poco gas y polvo comparadas con las espirales de igual masa. Ya casi no tienen formación estelar. Por el contrario, las espirales y las irregulares tienen estrellas jóvenes y viejas y tienen más gas y polvo. Se siguen formando estrellas.
- **El color tmb es distinto:**
 - las elípticas son rojas (estrellas viejas, read and dead galaxies))
 - las espirales e irregulares son azules (star-forming galaxies)
- **La tasa de formación estelar tmb varía.** Dentro de las gal que aún forman estrellas están las que tienen una tasa MUY alta: starburst galaxies. Se cree que estos estallidos de formación estelar vienen de interacciones entre galaxias, que inducen la formación. La radiación emitida por las estrellas nuevas es absorbida por el polvo $\rightarrow$ lo reemiten en el IR $\rightarrow$ pueden ser MUY brillantes en el IR: si $L_{IR} > 10^{12} L_{\odot}$: **ultraluminous infrared galaxies (ULIRGs)**

Características generales

- La cinemática tmb varía:
 - espirales: mayor parte de las estrellas y el gas en un disco plano. Rotación casi circular, todas en la misma dirección.
 - Elípticas: las estrellas orbitan en órbitas muy excéntricas, con orientaciones random.
- la mayoría de las galaxias grandes (incluida la Vía Láctea) tienen un agujero negro super masivo en su centro. Si el agujero negro está acretando una enorme cantidad de masa se genera una luminosidad muy alta → núcleos muy activos : AGN (Active Galactic Nuclei). Las que no tienen AGN se llaman "galaxias normales".

Vamos a ver cómo podemos estudiar las propiedades de las galaxias **normales cercanas** (local Universe).

Estudiar otras galaxias:

- Desventajas: están lejos. Resolución. Sensibilidad.
- Ventajas: vista panorámica

Línea de 21 cm del H I

La resolución angular es proporcional a $\frac{\lambda}{D} \rightarrow$ Una antena con mayor diámetro tiene mejor resolución.

Ejemplo: $D=100$ m, $\lambda = 21$ cm $\rightarrow$ resolución $\sim 9'$

En el óptico la resolución puede ser hasta 500 veces mejor.

Casi todas las galaxias tienen tamaños menores a $9'$ $\rightarrow$ los telescopios de disco simple no pueden resolverlas.

Solo se puede obtener el **flujo total** de la galaxia.

Usando radio-interferómetros como el JVLA se pueden obtener resoluciones de segundos de arco.



Línea de 21 cm: masa de HI

Espectro de HI de la galaxia UGC 93 obtenido en el observatorio de Arecibo.

Arecibo: $D = 305$ m, resolución $\sim 3,4'$

UGC 93: galaxia espiral, distancia = 70 Mpc, diámetro óptico = $2,1 \times 1,5$ arcmin

No está resuelta pero **podemos obtener la masa total de HI**

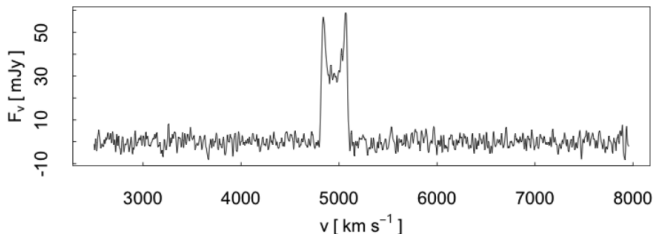


Figure 8.2: The 21 cm HI spectrum of the galaxy UGC 93 obtained at the Arecibo Observatory as part of the first data release from the ALFALFA survey (see Haynes et al. 2011, *Astronomical Journal*, vol. 142, p. 170). The flux density (in milli-jansky, mJy) is plotted as a function of velocity (in km s^{-1}). The plot is from the NASA/IPAC Extragalactic Database (NED) which is operated by the Jet Propulsion Laboratory, California Institute of Technology, under contract with the National Aeronautics and Space Administration.

Figura: UGC93- ALFALFA survey

Línea de 21 cm: masa de HI

Línea de 21 cm ópticamente delgada.

La densidad de columna N_H varía a lo largo de la galaxia, pero podemos estimar la masa estimando N_H sobre el área de la gal:

$$M(HI) = \int N_H m_H dA$$

$$dA = d^2 d\Omega \longrightarrow$$

$$M(HI) = \int N_H m_H d^2 d\Omega = m_H d^2 \int N_H d\Omega$$

La densidad de columna la podemos estimar como:

$$N_H = 2.92 \times 10^{36} \text{ cm}^{-2} \left(\frac{\int I_\nu dv}{\text{erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ Hz}^{-1} \text{ sr}^{-1} \text{ km s}^{-1}} \right).$$

Entonces:

$$M(HI) = 4.88 \times 10^{12} \text{ g} \left(\frac{d}{\text{cm}} \right)^2 \left(\frac{\int \int I_\nu d\Omega dv}{\text{erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ Hz}^{-1} \text{ km s}^{-1}} \right),$$

$$\int I_\nu d\Omega = F_\nu \longrightarrow$$

$$M(\text{HI}) = 4.88 \times 10^{12} \text{ g} \left(\frac{d}{\text{cm}} \right)^2 \left(\frac{\int F_\nu dv}{\text{erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ Hz}^{-1} \text{ km s}^{-1}} \right),$$

Poniendo masas en masas solares, flujos en Jy y distancias en Mpc:

$$M(\text{HI}) = 2.36 \times 10^5 M_\odot \left(\frac{d}{\text{Mpc}} \right)^2 \left(\frac{\int F_\nu dv}{\text{Jy km s}^{-1}} \right).$$

Entonces, comociendo la densidad de flujo integrado de la galaxia, podemos obtener la masa de HI.

Del espectro de UGC 93:

$$F_\nu dv = 10,7 \text{ Jy km/s}$$

$$d = 70 \text{ Mpc}$$

$$\longrightarrow M(\text{HI}) = 1.2 \times 10^{10} M_\odot$$

La masa de una galaxia depende de su **tamaño** pero también de su **naturaleza**.

Para separar estos efectos se normaliza la masa del gas con la masa estelar: $f_{HI} = M_{HI}/M_*$.

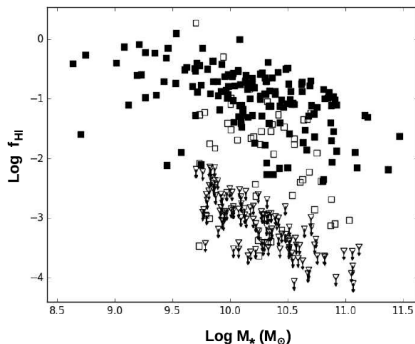


Figura: galaxias tardías (símbolos llenos) y galaxias tempranas (símbolos vacíos). Las galaxias sin detección en HI aparecen como límites superiores (triángulos con flechas hacia abajo).

Se observan dos tendencias importantes:

- **Relación con la masa estelar:** para ambos tipos de galaxias (de tipo temprano y tardío), el cociente f_{HI} disminuye a medida que aumenta la masa estelar. Es decir, las galaxias más masivas (con mayor cantidad de estrellas) tienen, en proporción, menos gas HI.
- **Relación con la morfología:** las galaxias de tipo temprano (elípticas, rojas) presentan valores bajos de f_{HI} , mientras que las galaxias de tipo tardío (espirales, azules) tienen valores más altos. Esto confirma que las galaxias espirales son más ricas en gas que las elípticas.

Ejemplo: la Vía Láctea

- Masa de gas HI: $M_{\text{HI}} \approx 8 \times 10^9 M_{\odot}$
- Masa estelar: $M_{*} \approx 6 \times 10^{10} M_{\odot}$
- Por lo tanto: $f_{\text{HI}} \approx 0,13$ ($\log 0,13 \sim -0,89$)
Este valor es típico de una galaxia espiral masiva, como se ve en el gráfico.

La mayoría de los catálogos de galaxias se basan en imágenes ópticas → bias hacia las gal. más brillantes en el óptico (las de la Fig. 8.3 fueron seleccionadas en el óptico)

Recientemente: **relevamientos 'blind'** (porque buscan donde no saben si hay o no galaxias) en HI, buscando galaxias ricas en gas (bias tmb)

ALFALFA (Arecibo Legacy Fast ALFA survey): uno de los survey en HI más grandes hecho con Arecibo (ALFA= Arecibo L-band Feed Array). Observaron 7000 deg^2 . 9400 galaxias. UGC 93 es una de ellas.

Se encuentran valores de f_{HI} muchos mayores, que llegan a 100.

Se detectaron galaxias muy débiles en el óptico que contienen MUCHA masa de HI.

Se las llama: low-surface-brightness (LSB) galaxies y tienen f_{HI} del orden de 1 o mayor. GSC 93 es una LSB.

Estas galaxias pueden constituir una gran fracción de las galaxias espirales. **No está claro por qué estas galaxias con tanto gas no están formando estrellas más rápidamente.**

Imágenes en HI

Con radio interferómetros se puede obtener imágenes de mejor resolución angular.

The HI nearby Galaxy Survey (THINGS): JVLA. 34 galaxias.

NGC 3184: $d = 11.1$ Mpc. Casi face-on: inclinación de $\sim 16^\circ$

Izquierda: HI. Derecha: óptico

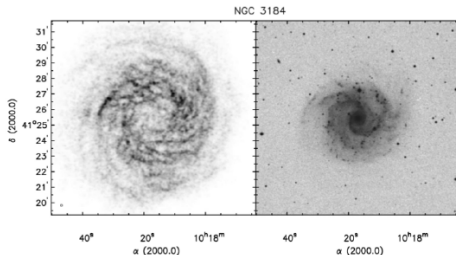


Figure 8.4: On the left is an image of the integrated intensity of the 21 cm HI line for the galaxy NGC 3184, while on the right is an optical image of the galaxy. The HI image was obtained with the JVLA as part of The HI Nearby Galaxy Survey (THINGS) and has an angular resolution of $6''$. The HI emission has an angular extent of about $12'$, which, at a distance of 11.1 Mpc, corresponds to a spatial extent of about 40 kpc. As is clear from the two images, the galaxy is much larger in HI than in optical light. This figure is from a paper by Fabian Walter and colleagues (2008, *Astronomical Journal*, vol. 136, p. 2563).

Poco gas en el centro. Cavidades: Bagetakos and collaborators identified 40 HI holes in this image ranging in diameter from 500 to 1400 pc.

Curva de rotación:

- calcularla para la VL no es fácil porque estamos adentro y porque estamos observando desde una plataforma que orbita
- para galaxias externas esto es más fácil
- se usan interferómetros
- hay que corregir la velocidad por la inclinación: $1/\sin i$.
Galaxias face-on: factor grande

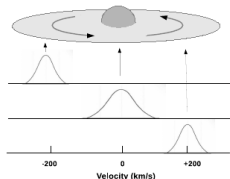


Figure 8.5: A schematic diagram of a rotating disk galaxy viewed nearly edge-on. The HI spectra at three positions along the major axis are shown. The spectra plot intensity of the HI emission versus velocity, where zero velocity is arbitrarily set to be the average (or systemic) velocity of the galaxy. The left spectrum emitted by the side of the galaxy moving toward us is blueshifted relative to the galaxy's average velocity. Similarly the right spectrum emanates from the side of the galaxy moving away from us, and thus is redshifted relative to the galaxy's average velocity. In the center spectrum, most of the orbital velocity of the gas is transverse to the line of sight, and so there is no net Doppler shift and the line is centered on the systemic velocity of the galaxy.

NGC 3198: galaxia espiral. $d=13.9$ Mpc. $i \sim 70^\circ$. Curva de rotación corregida por la inclinación.

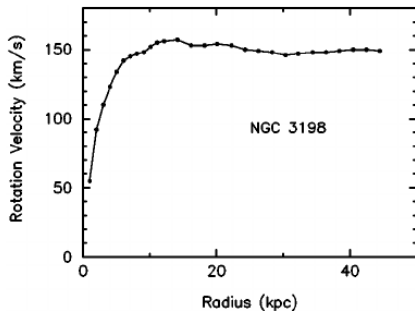


Figure 8.6: The rotation curve for the galaxy NGC 3198 based on HI observations obtained with the Westerbork Synthesis Radio Telescope. The plot shows the rotation speed as a function of galactic radius. The rotation curve was computed and tabulated by Tjeerd Sicco van Albada and colleagues (1985, *Astrophysical Journal*, vol. 295, p. 305).

El gas se extiende mas allá de la componente óptica: curva hasta grandes radios.

En las gal. con disco el gas se mueve en órbitas circulares entorno al CG.

La curva de rotación sirve para estimar la distribución de masa $M(R)$.

Para una nube (o estrella) con masa m , a una distancia R del CG, podemos igualar la fuerza gravitatoria con la centrípeta:

$$F_{grav} = \frac{GmM(R)}{R^2} = F_{cent} = \frac{mV^2(R)}{R}$$

Esto es correcto solo para distribuciones de masa con simetría esférica, PERO se usa en galaxias sin importar la distribución de la masa. Aún para galaxias con disco la ec. es aproximadamente correcta.

Entonces, despejando:

$$M(R) = \frac{V^2(R)R}{G}$$

$$M(R) = 2,3 \times 10^5 M_{\odot} \left(\frac{V(R)}{\text{kms}^{-1}} \right)^2 \left(\frac{R}{\text{kpc}} \right)$$

Para NGC 3198: masa dentro de $R = 40$ kpc :

$$M(R) = 2,3 \times 10^5 M_{\odot} \left(\frac{150 \text{ km s}^{-1}}{\text{km s}^{-1}} \right)^2 \left(\frac{40 \text{ kpc}}{\text{kpc}} \right) = 2,1 \times 10^{11} M_{\odot}$$

IMPORTANTE: la curva de rotación es plana para $R > 10$ kpc.

Esto implica que la masa aumenta linealmente con el radio (velocidad cte).

Masa total de estrellas y gas en NGC 3198 (Leroy et al.2008, AJ 136, 2783): $\sim 2,6 \times 10^{10} M_{\odot}$: un orden de magnitud menor que la obtenida de la curva de rotación! $\rightarrow$ materia oscura

Fig 8.6: la curva ni empieza a decrecer, todavía no se llegó a donde deja de haber materia oscura, cuando pase: $v(R) \propto R^{-1/2}$

Interferómetros: permiten estudiar la interacción y choques entre galaxias.

Estas interacciones pueden remover gas de las galaxias, cambiando su contenido. En casos extremos, pueden generar cambios en la morfología: gal. con disco $\rightarrow$ gal elíptica

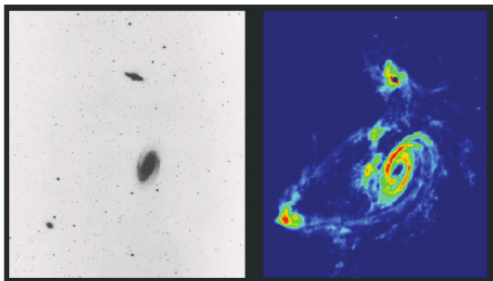


Figure 8.7: On the right is an image of the integrated intensity of the 21 cm HI line obtained with the National Radio Astronomy Observatory (NRAO) Very Large Array of the M81 group and on the left is the same region of the sky at optical wavelengths. The three prominent galaxies, from top to bottom, are M82, M81 and NGC 3077. The HI image shows the galaxies connected by HI filaments revealing gas that has been pulled from the galaxies by tidal interactions during close encounters. The image was provided by Min Yun.

Gas molecular

Las galaxias también contienen gas molecular. Sobre todo las late-type.
Molécula trazadora: CO. La transición 1-0: 115 GHz, 2.6mm $\rightarrow$ aún telescopios pequeños pueden tener resolución mejor que $1'$ $\rightarrow$ las galaxias cercanas se pueden resolver sin necesidad de interferómetros

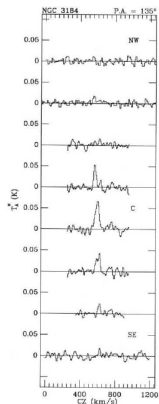


Figure 8.8: A series of CO $J=1-0$ spectra obtained along the major axis of NGC 3184 with the Five College Radio Astronomy Observatory (FCRAO) 14-m telescope. The spectra show the antenna temperature versus velocity. The spectrum marked with the letter c was obtained toward the center of the galaxy. The spectra above and below the center spectrum are offset in steps of 45 mK, the beam size of the FCRAO telescope. At the 11.1 Mpc distance, 45" corresponds to 2.4 kpc. The spectra shown cover the linear extent of the optical image shown in Figure 8.4 along a diagonal from the lower left to the upper right corner. This figure is obtained from the FCRAO Extragalactic CO Survey published by Judith Young and collaborators (1995, *Astrophysical Journal Supplement*, vol. 98, p. 219).

La emisión es más intensa en el centro de la galaxia.

Relación empírica (CO(1-0)):

$$N(H_2) = \left(\frac{X_{CO}}{\text{cm}^{-2} (\text{K km s}^{-1})^{-1}} \right) \left(\frac{\int T_B dv}{\text{K km s}^{-1}} \right) \text{cm}^{-2}.$$

Para la VL, $X_{CO} = 2 \times 10^{20} \text{cm}^{-2} (\text{K km s}^{-1})^{-1}$. Asumiendo que es el mismo y pasando de T_B a intensidades (aprox RJ):

$$N(H_2) = 2.45 \times 10^{14} \text{cm}^{-2} \left(\frac{X_{CO}}{\text{cm}^{-2} (\text{K km s}^{-1})^{-1}} \right) \left(\frac{\int I_\nu dv}{\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-1} \text{Hz}^{-1} \text{sr}^{-1} \text{km s}^{-1}} \right).$$

y la masa la podemos obtener multiplicando por el área del beam:

$$M(H_2) = m_{H_2} d^2 \int N(H_2) d\Omega,$$

$$M(H_2) = 2.45 \times 10^{14} \text{g} \left(\frac{X_{CO}}{\text{cm}^{-2} (\text{K km s}^{-1})^{-1}} \right) \left(\frac{m_{H_2}}{\text{g}} \right) \left(\frac{d}{\text{cm}} \right)^2 \\ \times \left(\frac{\int \int I_\nu d\Omega dv}{\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-1} \text{Hz}^{-1} \text{km s}^{-1}} \right).$$

Masa molecular

La integral de la intensidad es el flujo, F_ν . Sustituyendo las constantes y poniendo las unidades:

$$M(H_2) = 7.8 \times 10^3 M_\odot \left(\frac{X_{CO}}{2 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2} (\text{K km s}^{-1})^{-1}} \right) \left(\frac{d}{\text{Mpc}} \right)^2 \left(\frac{\int F_\nu dv}{\text{Jy km s}^{-1}} \right).$$

→ conociendo la distancia y el flujo, y asumiendo X_{CO} igual al de la VL, podemos obtener la masa.

En el caso de NGC3184: $d = 11.1 \text{ Mpc}$, $F_\nu = 134 \text{ Jy km s}^{-1}$

→ $M(H_2) = 1.3 \times 10^8 M_\odot$ en los 2.4 kpc centrales de la galaxia (área del beam)

pero OJO: el valor de X_{CO} puede no ser apropiado.

Bolatto et al. 2013 (ARAA 21, 267) sugieren que el valor de X_{CO} aumenta cuando la metalicidad decrece.

Si la metalicidad decrece, hay menos C y O para formar CO → hay menos CO aunque haya mucho H_2 .

Por otro lado, la emisión de CO es ópticamente gruesa → el valor de X no depende linealmente de su abundancia, es más complicado.

⇒ para galaxias con baja metalicidad, se necesita de un X_{CO} más alto

Relevamiento hecho con IRAM (30m) (HERACLES). CO(2-1). 48 galaxias cercanas, 13" de resolución angular

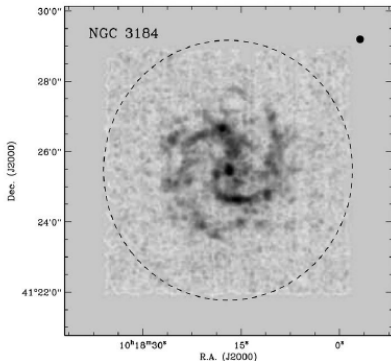
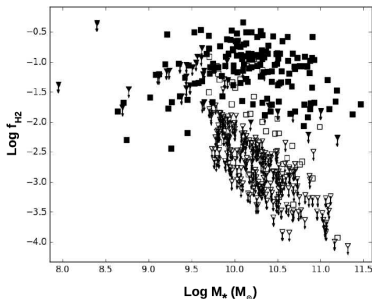


Figure 8.9: An image of the integrated intensity of the CO $J=2-1$ line for the galaxy NGC 3184. This image of the CO integrated intensity has an angular resolution of 13'' (shown as a filled black circle in the upper right-hand corner of the image). The distribution of emission is remarkably similar to that seen in optical light as shown in Figure 8.4. The CO image is part of the HERA CO-Line Extragalactic Survey (HERACLES) by Adam Leroy and colleagues (2009, *Astronomical Journal*, vol. 137, p. 4670) and obtained using the IRAM 30-m radio telescope.

Mucho gas molecular en el centro, donde no había HI.
Similar a la VL.

- Estos surveys permitieron estimar masas de H_2 de muchas galaxias cercanas.
- Gran rango de masas: desde menores a 10^7 hasta $10^{10} M_\odot$
- como con el HI, se normaliza la masa con la masa estelar de la gal: se define f_{H_2}



galaxias tardías (símbolos llenos) y galaxias tempranas (símbolos vacíos). Las galaxias sin detección en CO aparecen como límites superiores (triángulos con flechas hacia abajo)

- aún las galaxias con mucho gas tienen masa de H_2 menor que la masa estelar
- las gal pobres en gas (gas-poor) tienen masa molecular miles de veces menor que la masa estelar
- como en el gas atómico f_{H_2} es mayor para gal late-type que para las early-type $\rightarrow$ las gal gas-rich tienen mucho gas tanto atómico como molecular
- para las early type, f_{H_2} es menor para M_* mayores $\rightarrow$ las gal tempranas más masivas son las más pobres en gas molecular
- para las late-type se ve que para un gran rango de M_* la masa de gas molecular es 10 veces menor
- la VL tiene una masa molecular de $\sim 10^9 M_\odot$, lo que da un $f_{H_2} = 0,02$ ($\log 0.02 = -1.7$), un poco menor que el de la mayor parte de las gal espirales
- para galaxias más lejanas es necesario usar interferómetros, como por ej ALMA, que tiene una resolución mejor que $0.1''$. Si se observan galaxias cercanas con ALMA, se pueden identificar nubes moleculares individuales.

Además de CO, se detectaron varias otras moléculas.

- sirven para estimar densidades y temperaturas
- condiciones físicas del gas más denso (densidad crítica mayor)
- **Arp 220:** la mayor parte es gas tibio, 45 - 120 K, y denso: $10^5 - 10^6 \text{ cm}^{-3}$. Tiene una morfología peculiar, probablemente como resultado de la colisión de dos galaxias espirales que están en proceso de unirse. Es una galaxia brillante en IR: ULIRG. Aunque está lejos, 77 Mpc, es una de las galaxias más brillantes en IR.

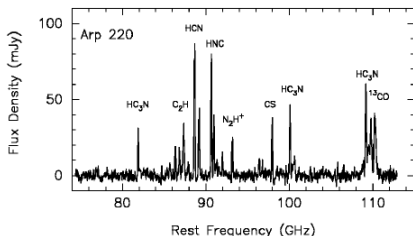


Figure 8.11: A spectrum of the galaxy Arp 220 covering a frequency range from 74 to 102 GHz. The spectrum shows numerous molecular rotational emission lines. Some of the stronger lines have been labelled. These data were obtained using the Redshift Search Receiver (RSR) on the Large Millimeter Telescope (LMT) and were provided by Peter Schloerb.

Continuo de radio

Las galaxias también se detectan en el continuo de radio.

NGC4945: galaxia espiral similar a la VL.

Figura: λ desde 75 cm a 0.0025 cm: radio a IR lejano

La emisión proviene de varios procesos. Por debajo de los 100 GHz:

free-free y sincrotrón. En la mayoría de las galaxias domina la radiación sincrotrón (como en esta).

Frec. más altas: emisión térmica del polvo. Fotones UV absorbidos y reemitidos en el IR. Galaxia con activa formación estelar.

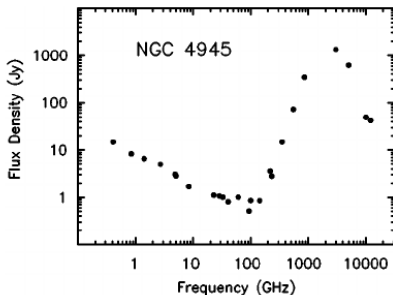


Figure 8.12: The flux density for the galaxy NGC 4945 is plotted as a function of frequency and illustrates the typical radio continuum emission found for normal spiral galaxies. At frequencies below 100 GHz the emission is produced by a combination of bremsstrahlung and synchrotron emission, while at frequencies greater than 100 GHz the emission is produced by thermal radiation from dust. These data were provided by Min Yun.

Emisión del polvo

NGC 3184. 500 μm . Herschel. Aún con peor resolución angular (que HI y CO), se identifican los brazos espirales.

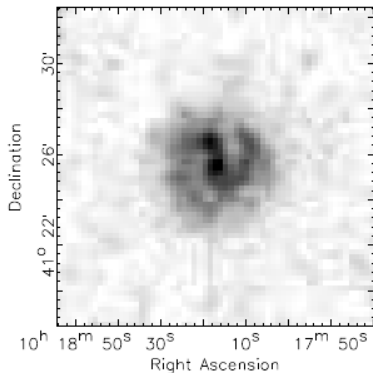


Figure 8.13: An image of the galaxy NGC 3184 at a wavelength of 500 μm obtained with the Herschel Space Telescope. At this wavelength the emission is dominated by the thermal radiation from dust. This image has much poorer angular resolution than the images of this galaxy in optical light, HI emission and CO emission (see [Figures 8.4](#) and [8.9](#)). This image was made using data from the NASA/Extragalactic Database (NED), which is operated by the Jet Propulsion Laboratory, California Institute of Technology, under contract with the National Aeronautics and Space Administration and was obtained as part of the KINGFISH project conducted by Rob Kennicutt and collaborators (2011, Publications of the Astronomical Society of the Pacific, vol. 123, p. 1347).

Emisión del polvo

A partir de la emisión en el IR, podemos calcular la masa del polvo.
La densidad de columna del polvo está dada por:

$$\sigma_d = \frac{I_\nu}{k_\nu B_\nu(T_d)}$$

k_ν : coeficiente de absorción, $\propto \lambda^{-\beta}$ ($\sim 1 \text{ cm}^{-2} \text{ g}^{-1}$ para $\lambda = 1000 \mu\text{m}$)

T_d puede sacarse del gráfico de la Fig 8.12 por ej, ley de Wien)

Entonces, la masa:

$$M_d = \int \sigma_d dA = \int \frac{I_\nu}{k_\nu B_\nu(T_d)} d^2 d\Omega$$

asumiendo que T_d y k_ν son ctes en toda la galaxia (ejem):

$$M_d = \frac{d^2}{k_\nu B_\nu(T_d)} \int I_\nu d\Omega = \frac{F_\nu d^2}{k_\nu B_\nu(T_d)}$$

Masa de polvo

- Por ejemplo: para NGC 3184:
 $F_\nu = 6,22 \text{ Jy}$, para $\nu = 500 \mu\text{m}$.
Suponiendo $T_d = 25 \text{ K}$ y $\beta = 1,5 \rightarrow k = 2,8 \text{ cm}^2 \text{ g}^{-1}$,
 $d=11.1 \text{ Mpc}$, se obtiene: $M_d = 8,9 \times 10^6 M_\odot$
- la masa del polvo varía mucho entre galaxias (igual que la masa de gas). Desde menos de 10^4 a más de $10^8 M_\odot$
- Para normalizar la masa del polvo se usa la masa del gas: relación gas-polvo
- la relación gas-polvo es ~ 100 para muchas galaxias cercanas. Similar a la VL
- Pero se encuentra que varía con la metalicidad de la galaxia: Galaxias con menor metalicidad tienen mayor relación gas-polvo, y viceversa.
Esto se debe a que el polvo está formado principalmente por metales como O, Si, C, si hay menos metales, menos polvo
- la relación gas-polvo varía desde menos de 10 para las gal más ricas en metales a más de 10000 para las de baja metalicidad

Emisión en el continuo de radio y SFR

La emisión en el continuo de radio proviene de RHII y de RSN $\rightarrow$ es un trazador de formación estelar reciente $\rightarrow$ se utiliza para estimar la SFR (star formation rate)

Condon et al (2002, AJ 124, 675) estimaron que la SFR para estrellas con masas $> 0,1 M_{\odot}$:

$$SFR \sim 0.15 M_{\odot} \text{ yr}^{-1} \left(\frac{d}{\text{Mpc}} \right)^2 \left(\frac{F_{\nu}(1.4 \text{ GHz})}{\text{Jy}} \right),$$

Se usan imágenes obtenidas con interferómetros.

NGC3184

Imagen a 22 cm. Emisión débil pero se identifican los brazos.

Similar a la imagen en el óptico (estrellas masivas).

Emisión intensa en el centro: se debe a la actividad débil de un AGN asociado con un agujero negro supermasivo. Para estimar la SFR hay que restar esta emisión.

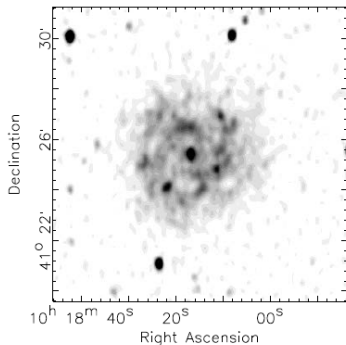


Figure 8.14: An image of the continuum emission from the galaxy NGC 3184 at a wavelength of 22 cm obtained with the Westerbork Synthesis Radio Telescope (WSRT). This image was made using data from the NASA/Extragalactic Database (NED), which is operated by the Jet Propulsion Laboratory, California Institute of Technology, under contract with the National Aeronautics and Space Administration. The data were obtained as part of a study by Robert Braun and collaborators (2007, *Astronomy and Astrophysics*, vol. 461, p. 455).

- Para el caso de NGC 3184: $F_{1420} = 0.08$ Jy (Braun et al (2007, A&A 461, 455), $d = 11.1$ Mpc $\rightarrow$ SFR = $1.5 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$, similar a la VL
- cantidad de gas y polvo en las galaxias varía mucho $\rightarrow$ SFR también
- varían también en masa total y tamaño $\rightarrow$ se utiliza como medida la SFR/M_{*} : *tasa de formación estelar específica*
- las gal early-type, que tienen poco gas y polvo, tienen esta tasa mucho menor (cientos de veces) que las late-type
- en la gal late-type hay una correlación entre la tasa de formación estelar específica y la masa estelar: si la masa estelar es mayor, la tasa de formación estelar es menor
- las galaxias ricas en gas que experimentan mergers: mucha formación estelar, starburst galaxies. SFR del orden de cientos de $M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$.

Galaxias más lejanas

- Son de mucho interés porque permite estudiar el Universo temprano, debido a la velocidad finita de la luz
- Estudiar galaxias a distintos z (distintas distancias) permite estudiar su evolución
- el Universo se expande $\rightarrow$ redshift cosmológico. Se puede estimar el z a partir de líneas espectrales

$$z = \frac{\lambda_d - \lambda_e}{\lambda_e}$$

λ_d = detected, λ_e = emitted

Table 8.1: Cosmological Redshift (Z), Age of the Universe, and Look-Back Time

Z	Age (Gyr)	Look-Back Time (Gyr)
0.0	13.5	0.0
0.1	12.4	1.3
0.2	11.0	2.5
0.5	8.4	5.1
1.0	5.7	7.8
2.0	3.2	10.3
3.0	2.1	11.4
5.0	1.2	12.3
10.0	0.5	13.0

Considerando el modelo cosmológico Λ CDM

Galaxias más lejanas detectadas en radio

Galaxias sub-milimétricas:

- se llaman así porque fueron detectadas por primera vez a $\lambda = 0,85 \text{ mm}$.
- son ultra luminosas en el IR. Son ricas en gas y polvo
- emisión en el IR debido a los fotones de las estrellas tempranas
- SFR muy altos, cientos o miles de $M_{\odot}/\text{yr}$
- débiles o invisibles en el óptico, debido al polvo
- tienen z grandes, de entre 1 y 6 $\rightarrow$ las vemos como cuando el Universo tenía solo unos pocos mil millones de años
- hay algunas de estas ULIRGS en el Universo local, como Arp 220, pero son raras
- aunque los límites de detección actuales permiten que solo se detecten las más luminosas pareciera que estas galaxias contribuyeron significativamente a la formación estelar total durante las primeras etapas del Universo

Galaxias más lejanas

En el sistema de referencia de la galaxia la emisión del polvo pica en $\sim 100\mu\text{m}$. Al observarlas en el sub mm, debido a la forma del espectro en el IR, y a la combinación del desplazamiento del espectro y la atenuación con la distancia, las densidades de flujo observadas de estas galaxias son casi independientes de la distancia $\rightarrow$ los relevamientos en el sub-mm sirven para detectar galaxias en un rango amplio de z

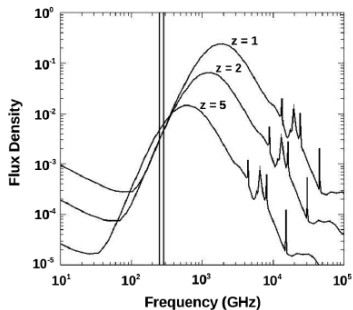


Figure 8.15: A plot of the flux density (in janskys) versus observed frequency for the same ultra-luminous infrared galaxy placed at redshifts of 1, 2, and 5. This plot illustrates how the cosmological expansion of the Universe shifts the peak of the dust emission progressively into an observing band at a frequency of 270 GHz (or a wavelength of 1.1 mm), marked by the double vertical lines. Thus, this ultra-luminous infrared galaxy would have the same flux density at 270 GHz regardless of whether it was at a redshift of 1, 2 or 5. This figure was provided by Min Yun.

Galaxias más lejanas

Hay varios relevamientos en el sub-mm. Cientos de galaxias detectadas.

Imagen del JCMT, a 1.1 mm. Solo una zona de $10' \times 15'$ pero tiene ~ 3 docenas de galaxias submm. Sus z van de 1 a 5. La más brillante tiene un flujo de 9 mJy (solo 8 veces el ruido). En esta imagen debe haber muchísimas galaxias mas, débiles.

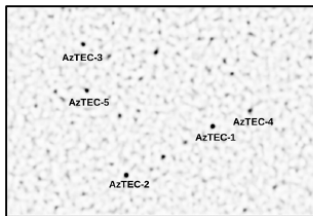


Figure 8.16: An image obtained with the AzTEC camera on the James Clerk Maxwell Telescope (JCMT) at a wavelength of 1.1 mm. The image is about 15 arcminutes by 10 arcminutes in angular size. About three dozen submillimeter sources are detected, with the five brightest sources labeled AzTEC-1 through AzTEC-5. The brightest source, AzTEC-1, has a flux density of about 9 mJy. This study was conducted by Kim Scott and collaborators (2008, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, vol. 385, p. 2225) and the figure was provided by Grant Wilson.

Se detectan pocas galaxias submm a $z < 1$. Esto indica que el Universo que tenía esas tasas de formación estelar terminó hace unos 8 mil millones de años. La mayor SFR fue hace 10 mil millones de años.

Galaxias más lejanas

- También se pueden estudiar en líneas espectrales.
- La tecnología actual no permite aún detectarlas en HI (sensibilidad). La más lejana detectada es a $z = 0,3$. Se espera que el Square Kilometer Array (SKA) pueda detectar más lejanas.
- si se detecta CO. Líneas más intensas. Se usan para determinar z y la masa de gas molecular

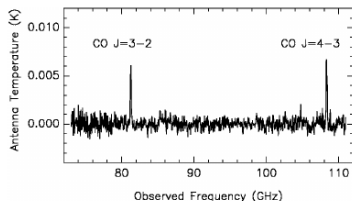
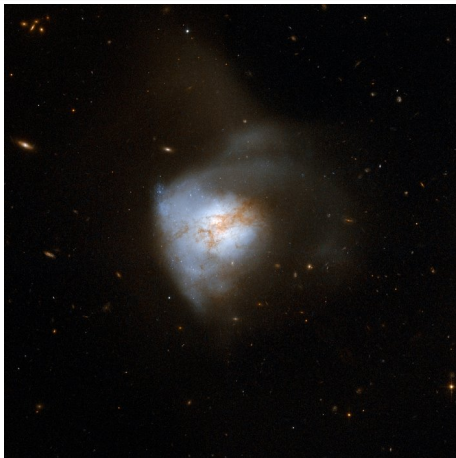


Figure 8.17: The spectrum of the submillimeter galaxy PJ160917.8 obtained with the Redshift Search Receiver on the Large Millimeter Telescope. In the observed frequency range of 75 to 111 GHz two spectral lines are detected, which have been identified as the $J=3-2$ and $J=4-3$ rotational transitions of CO. Note that the emitted frequencies of these lines are at 345.8 and 461.0 GHz, respectively, and therefore these lines, due to cosmological expansion, have been shifted to the observed frequencies of 81.3 and 108.3 GHz, respectively, indicating a redshift of 3.26. This study was conducted by Kevin Harrington and collaborators (2016, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, vol. 458, p. 4383) and the data used to make this figure were provided by Min Yun.

- También se puede estimar la masa de gas molecular, PERO:
 - las líneas que se detectan son en el sub-mm, no es J:1-0 (2.6mm) que es la que se usa para la calibración empírica → se estima el flujo para J:1-0 a partir de transiciones de mayor J
 - el valor de X_{CO} para estas galaxias es MUY incierto
 - hay otras consideraciones cosmológicas que deben ser tenidas en cuenta
- La emisión de CO fue detectada en numerosas galaxias → permite estudiar cómo evolucionó el contenido de gas molecular
 - a z grandes las galaxias con disco tienen f_{H_2} 10 veces mayor que las galaxias locales
 - son las responsables de que la SFR sea 10 veces mayor en $z = 2-3$ comparado con lo actual
 - → a medida que estas galaxias submm evolucionan, el gas se convierte en estrellas, disminuyendo la masa del gas, y por ende la SFR

Arp 220



Arp 220 appears to be a single, odd-looking galaxy, but is in fact a nearby example of the aftermath of a collision between two spiral galaxies. It is the brightest of the three galactic mergers closest to Earth

<https://esahubble.org/images/heic0810bf/>

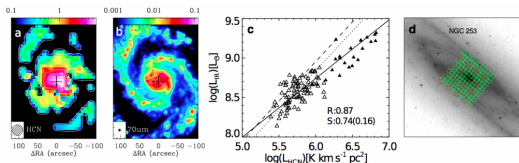
Galaxias MUUUUY distantes!



Jamen Clerk Maxwell telescope (JCMT)

Large program: MALATANG: MApping the dense moLecular gAs
in the sTrongest stAr-formiNg Galaxies

<https://www.eaobservatory.org/jcmt/science/large-programs/malatang/>



- a) Moment 0 map of the HCN $J=1-0$ emission towards M51.
- b) Herschel/PACS 70 m image tracing the IR dust continuum.
- c) The resolved LIR - $L'HCN$ relation observed towards M51, with each symbol representing a region 1 kpc in size. The solid and dashed lines show the best log-linear fits to the nuclear (filled triangles) and disk (open triangles) regions combined and to the disk regions only, respectively.