

Materia oscura en el Universo

“Dark matter in astronomy is like black money in economics”(Narlikar & Burbidge)

Asignatura: Cosmología.

Curso: 2008-2009

Beatriz Ruiz Granados

Correo electrónico: bearg@ugr.es

Some days I really do believe that at least 90% of the dark matter which is missing from our universe has actually made it's home inside my head.



**DARK MATTER
ISN'T GOING TO
DETECT ITSELF**



Parte I:

Materia Oscura en Galaxias



Contenidos:

- 1) ¿Por qué hablamos de materia oscura?
- 2) Un poco de historia.
- 3) Materia oscura en galaxias espirales.
- 4) Teorías alternativas.
- 5) Problemas de la materia oscura (CDM).
- 6) Bibliografía

1) ¿Por qué hablamos de materia oscura en galaxias?

- A nivel galáctico:
 - Dinámica de la galaxia.



2) Una pequeña historia para la materia oscura galáctica.

- 1844: Friedrich Wilhem Bessel
- 1933: *Zwicky* – cúmulo de Coma: dispersión en $v \Rightarrow$ mayor densidad
- 1936: Smith – cúmulo de Virgo
- 1939: *Babcock* – curva de rotación de M31.
 - Apuntaba a tener en cuenta nuevas consideraciones dinámicas para explicar lo que observó.
- 1959: *Kahn y Woltjer*: determinación de la masa del sistema formado por M31 y MW $\rightarrow M > 1.8 \cdot 10^{12} M_{\text{solares}}$.
No hablan de DM sino gas caliente.
Primera prueba de “missing mass”.

- **1960,1965:** *Oort* – presencia de DM en el disco.
- **1973:** *Ostriker, Peebles* – halos de DM esféricos alrededor de la materia visible => para suprimir las inestabilidades presentadas por la presencia de barras.

Kalnajs(1983) y Sellwood(1985) demostraron que el bulbo era suficiente para estabilizar el disco.

- **1974:** *Ostriker, Peebles, Yahil:*
 - 1) $M - L$ de las glxs aumenta con R .
 - 2) La “missing mass” es una cantidad considerable como para tener influencia a escala cosmológica.

3) Materia oscura en galaxias

3.1.- Clasificación morfológica de Hubble.

3.2.- Morfología de una galaxia espiral.

3.3.- Cinemática de una galaxia espiral:
Movimientos de las estrellas.

3.4.- Curva de rotación de una galaxia
espiral. Aspectos observacionales.

3.4.1. Hechos históricos desde un punto de
vista observacional.

3.4.2. ¿Para qué nos sirve la CR? ¿Qué la CR?

3.4.3. Herramientas observacionales.

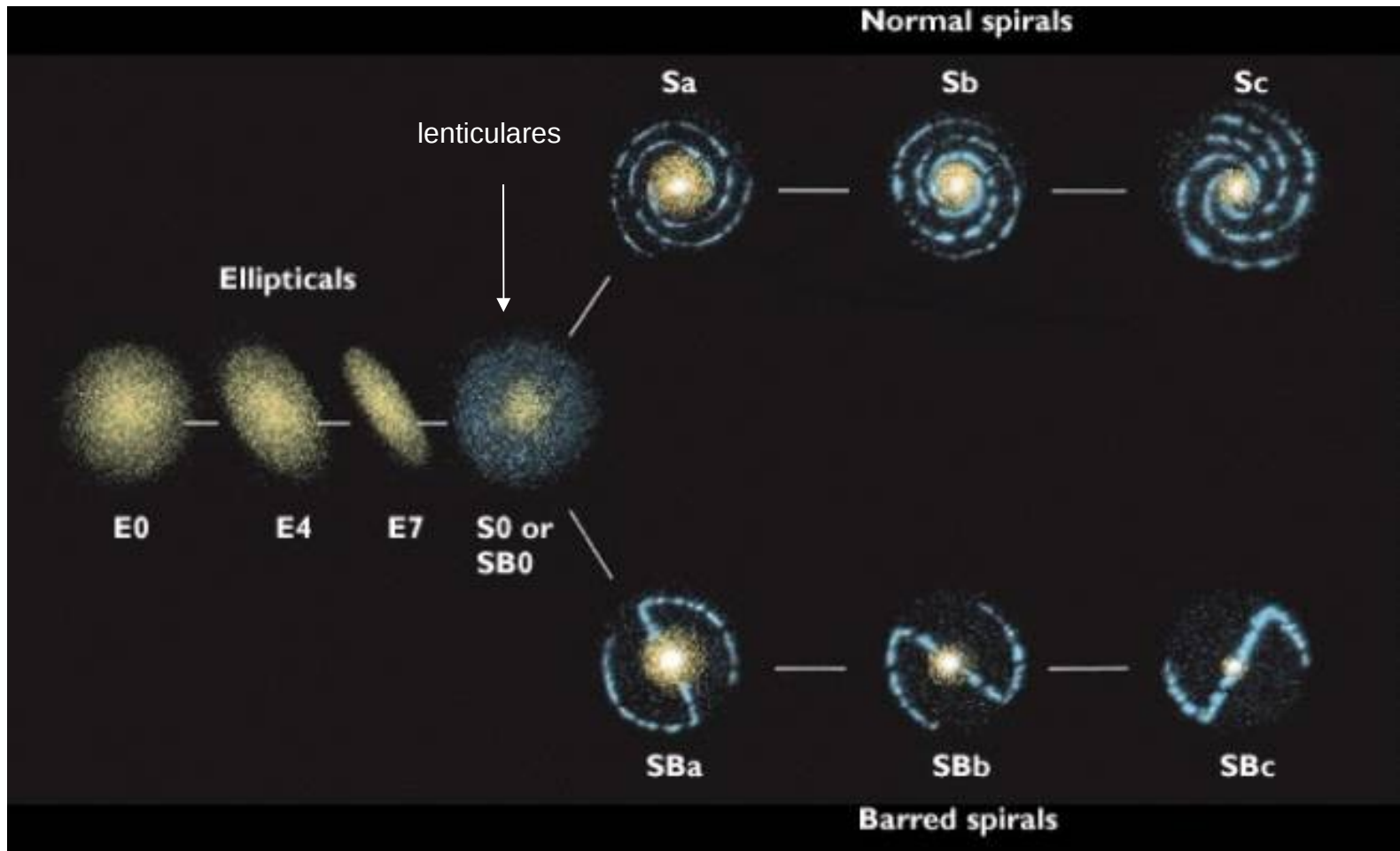
3.4.4. Medición de velocidad de rotación observacionalmente: efecto Doppler.

3.5.- Curva de rotación de una galaxia espiral. Aspectos teóricos.

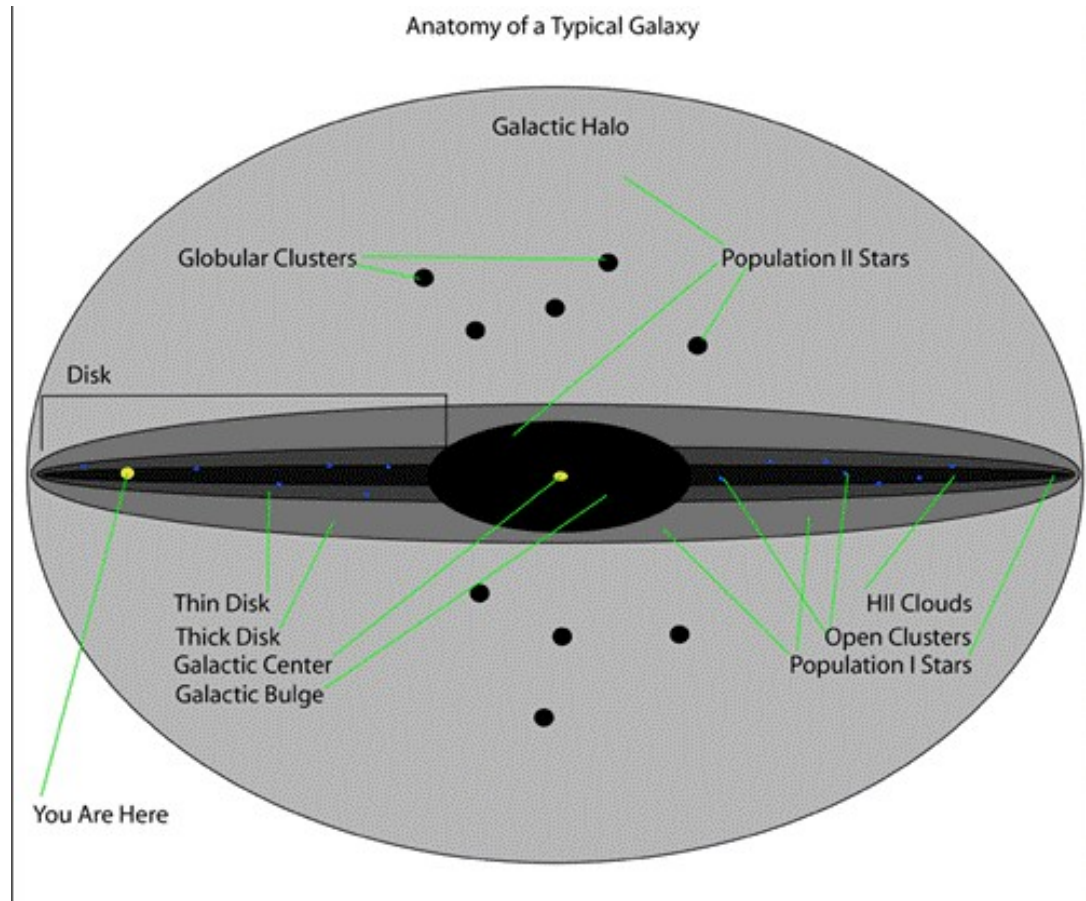
3.6.- Modelos de halos “oscuros”.

3.1) Clasificación de la galaxias

- Clasificación morfológica de galaxias según Hubble (rango del visible):elípticas, lenticulares, espirales e irregulares.

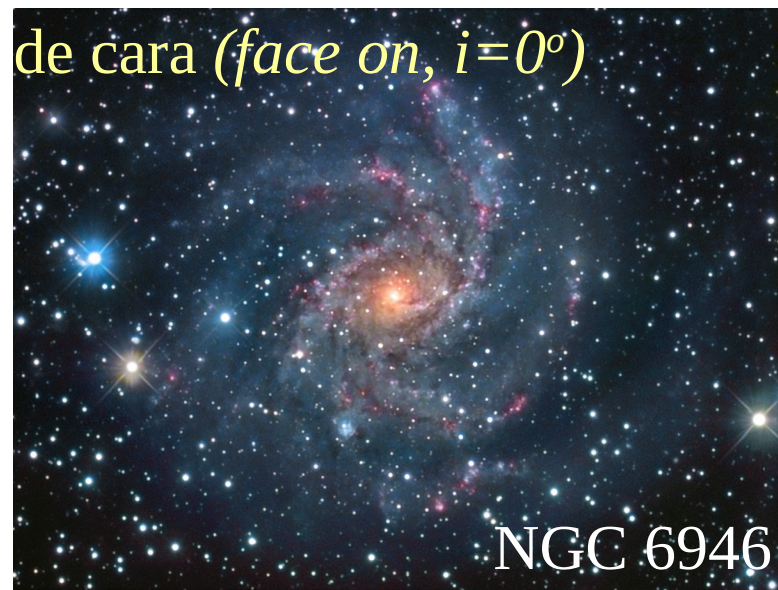


3.2) Morfología de una galaxia espiral.



3.2) Morfología de una galaxia espiral.

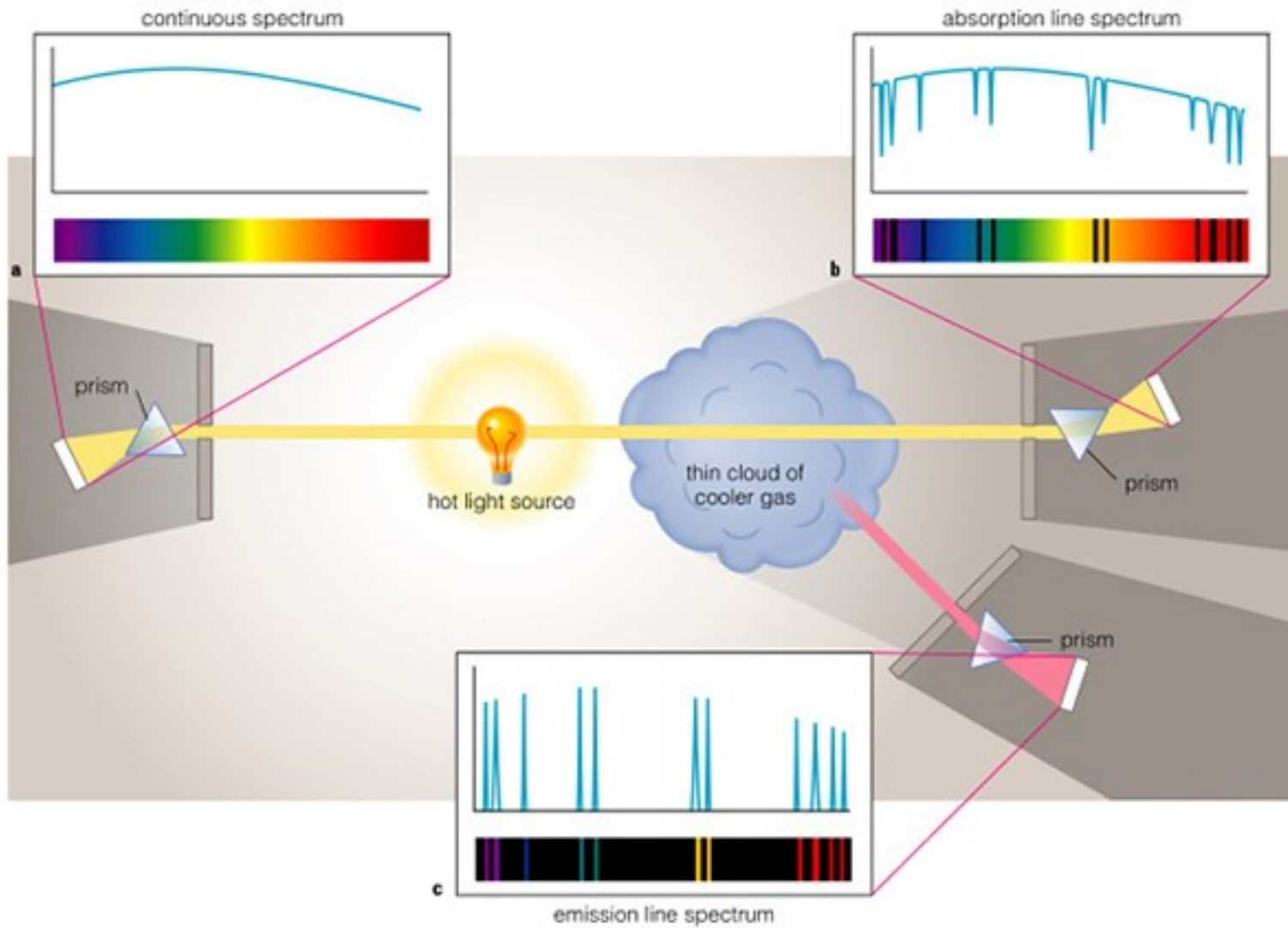
- Relación M – L para galaxias espirales
 - Relación de Tully-Fisher : $L \sim V^4$
- Perfil de distribución de luminosidad:
 - Bulbo central:
 - Muy similar a una galaxia elíptica aunque con mayor rotación, menor luminosidad y más “aplanados”.
 - El perfil de luminosidad es proporcional a $r^{1/4}$.
 - Disco:
 - El perfil de luminosidad (Freeman, 1970) atiende a: $I(r) = I_0 e^{-r/r_0}$
 - Difícil de obtener por tener que superponer varias componentes.
 - Estructura vertical del disco:
 - En las galaxias *edge-on* se aproxima a una gaussiana.



3.3) Cinemática de una galaxia espiral.

- ¿Cómo estudiar la cinemática de una galaxia?:
 - Estudiando las líneas de absorción, emisión y continuo tanto de la componente estelar como de la componente gaseosa que conforma la galaxia en óptico y radio.

Espectros de emisión, de absorción y continuo



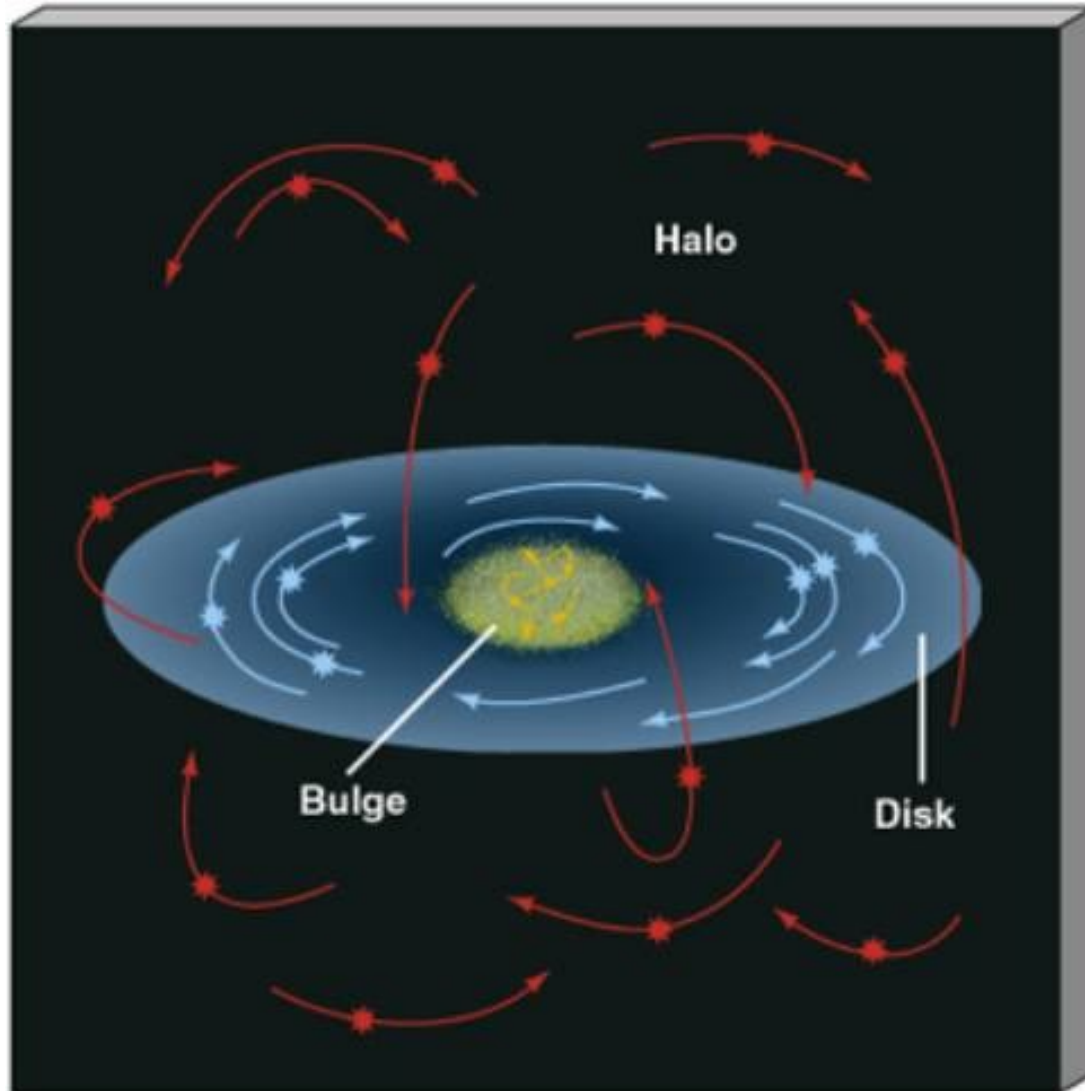
3.3) Cinemática de una galaxia espiral.

Movimientos de las estrellas.

Las estrellas y el gas en las galaxias espirales definen ciertas componentes que no sólo difieren en su distribución espacial, sino también en su cinemática.

- **Disco:** - movimiento predominante de rotación.
 - En nuestra Galaxia:
 - tiene escala de altura de ~200-350 pc (+ para estrellas más viejas)
 - dispersión velocidad ~20-50 km/s (+ para estrellas + viejas)
 - estrellas ricas en metales
 - formación estelar
- **Halo estelar:** No rotan de modo ordenado, sino de forma aleatoria mostrando órbitas elongadas.
 - En nuestra Galaxia: -alcanzan varios kpc de distancia
 - velocidades de dispersión 80-150 km/s
 - sólo detectado en nuestra galaxia
- **Bulbo:** Rotan, con velocidades de rotación ~100 km/s.
 - Dispersiones de velocidad algo menores que las de las estrellas del halo.
 - Están concentradas en parte central de galaxia y hay desde estrellas pobres en metales hasta muy ricas en metales.

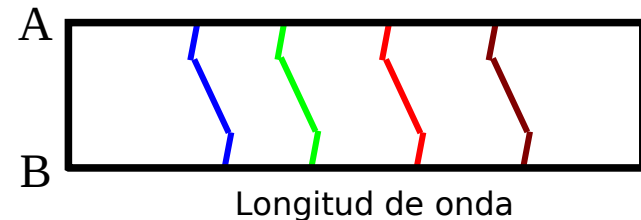
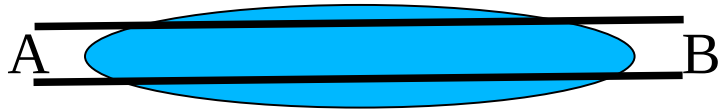
3.3) Movimientos de las estrellas.



3.4) Curvas de rotación en galaxias espirales. Aspectos observacionales.

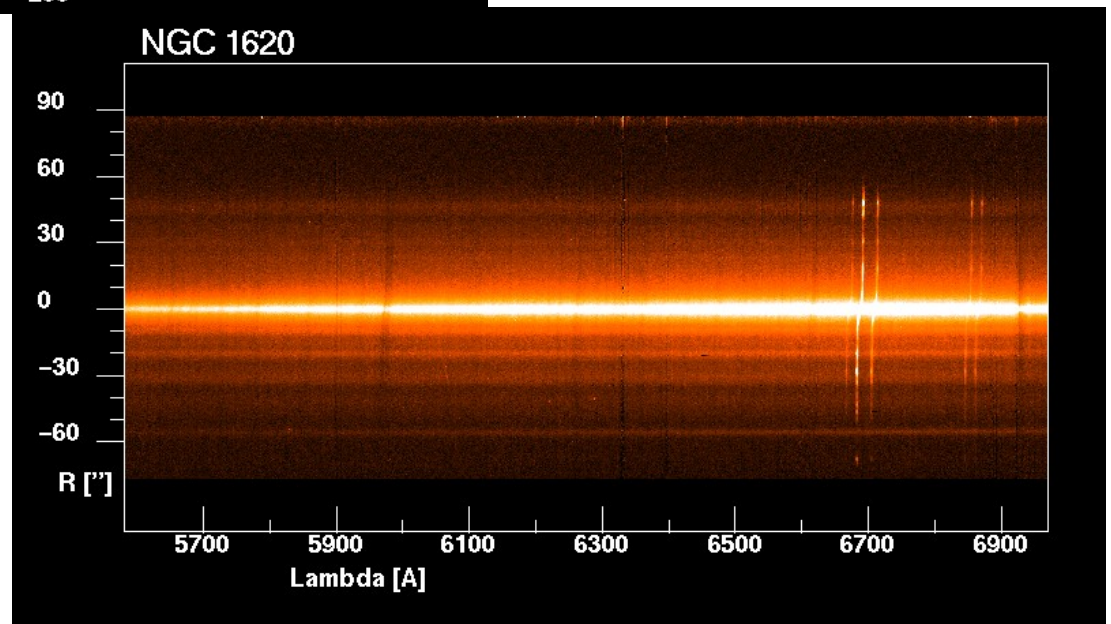
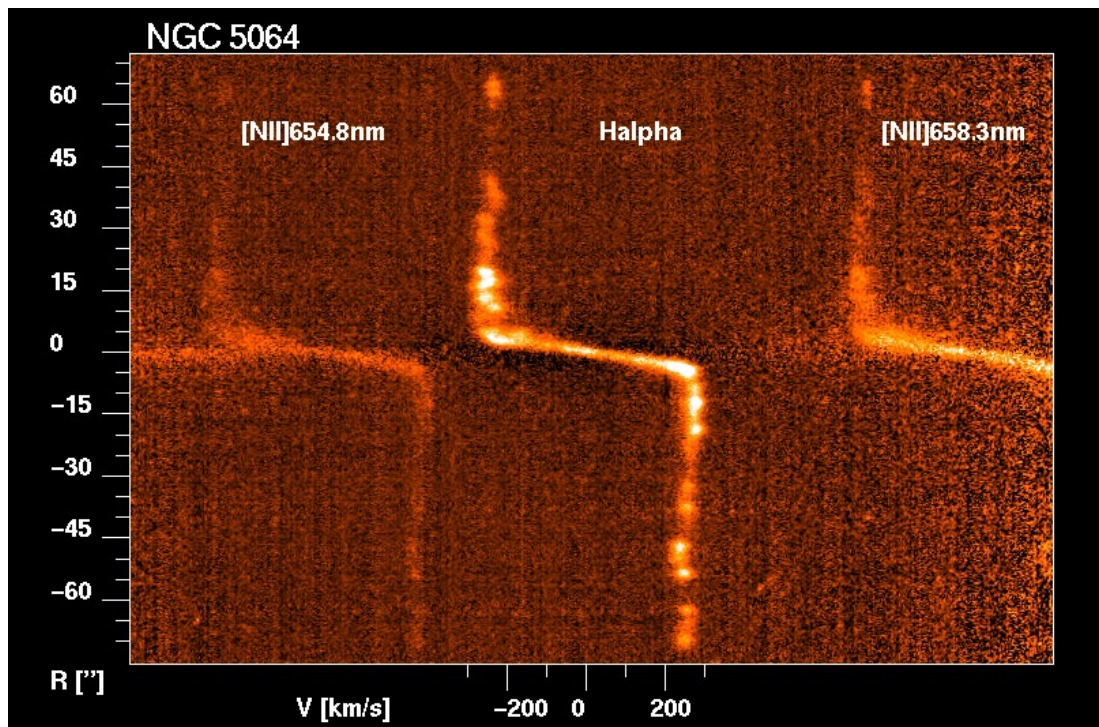
• 3.4.1. Hechos observacionales que indicaban rotación:

- 1) Slipher (1914) – líneas de absorción inclinadas en espectro de M31 y M104
- 2) Wolf (1914) – espectros de rendija larga en M81 y M104



Desplazamiento Doppler de las líneas espectrales $\lambda' = \lambda (1 + v/c)$

- 3) Pease (1918): mide la primera curva de rotación de una galaxia (zona central de M31).
- 4) Babcock (1939): mide la curva de M31 utilizando líneas de emisión de HII, incorporando datos de las zonas más externas de la galaxia.
- 5) Años 70: colección importante de curvas de rotación de glxs. espirales.



Créditos, A. Pizzella (U. Padova)

3.4.2. ¿Para qué nos sirve la curva de rotación de una galaxia?

- Son herramientas para:
 - Estudiar la cinemática galáctica.
 - Estudiar las interacciones y la evolución que han tenido lugar en la galaxia.
 - Ver las diferencias entre la cantidad y distribución de la materia oscura esperada y observada realmente.
 - Estudiar la evolución galáctica comparando las curvas de rotación de galaxias cercanas y lejanas.

3.4.2. Curva de rotación de una galaxia

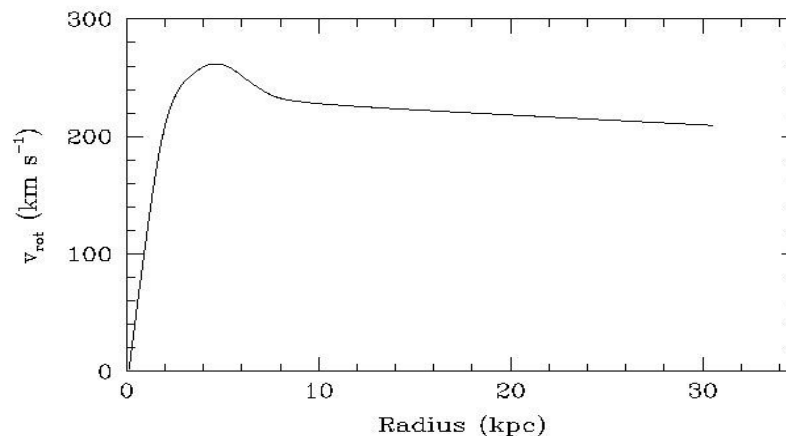
- Llamamos **curva de rotación** a la función que representa la velocidad de rotación en función del radio galactocéntrico.

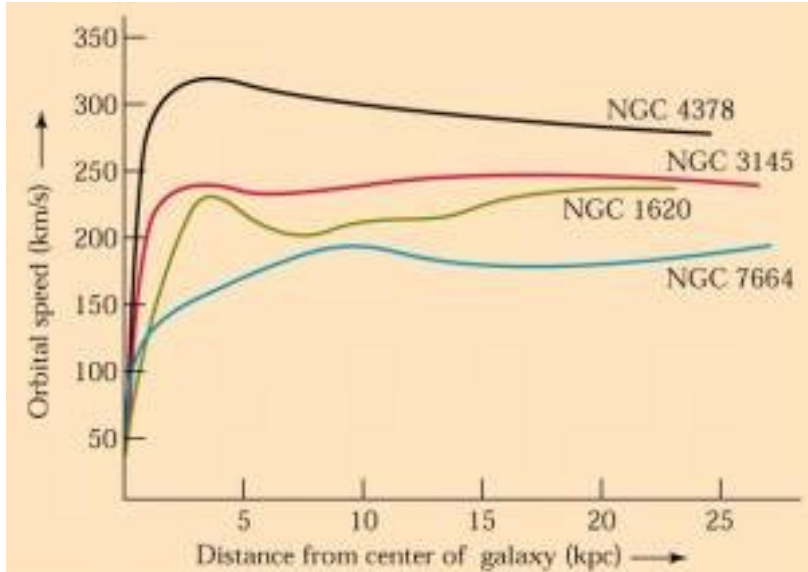
Normalmente suele anotarse como: $\theta(r)$ o $v(r)$

- Velocidades de rotación máximas son de $\sim 150\text{-}300$ km/s

- Rotación diferencial: $|v_{\text{rot}}| = v_{\text{rot}}(r)$ en zona interna

$|v_{\text{rot}}| \sim \text{cte}$ en zona más externa





Algunos ejemplos de curvas de rotación de galaxias espirales

En general,

- Las curvas de rotación de las galaxias más tempranas (Sa, Sb) tienen gradientes de velocidad en partes internas más altos (indicando que la masa luminosa del bulbo y disco están concentrados a radios bajos).
- Las galaxias Sc-Sm la velocidad de rotación sube de forma más gradual.

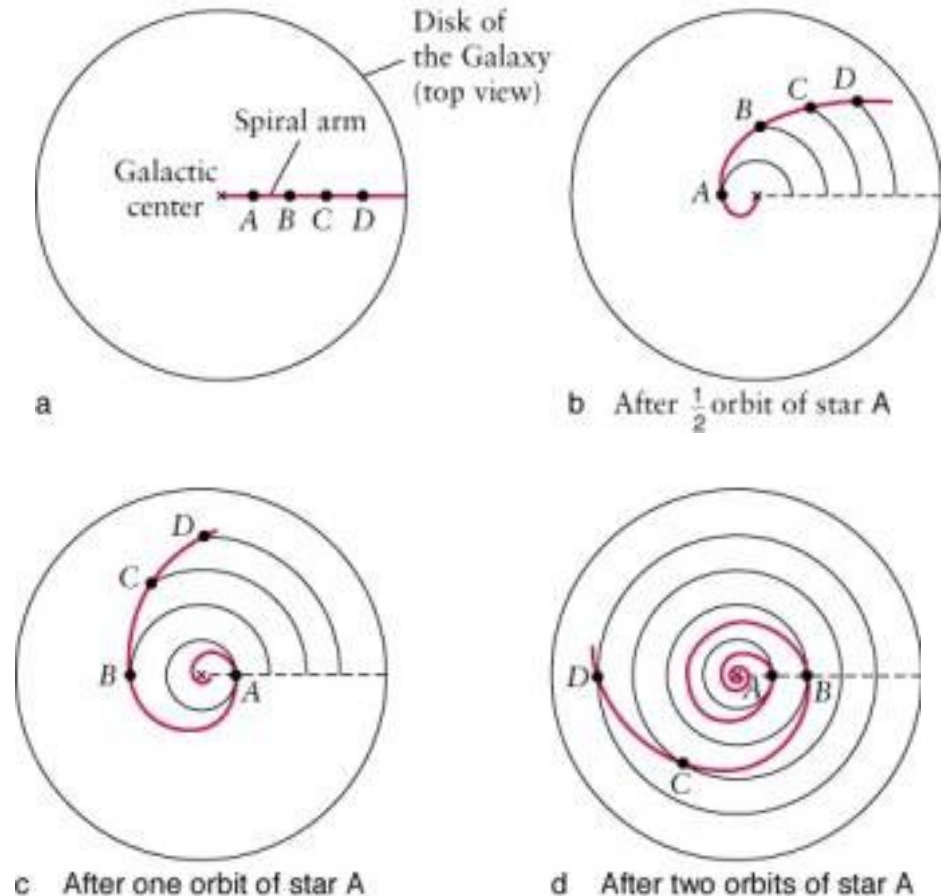


Ilustración de la rotación diferencial
Las estrellas que se encuentran más cerca del centro galáctico completan sus órbitas en menos tiempo que las que se encuentran más hacia fuera.

3.4.3. Herramientas observacionales

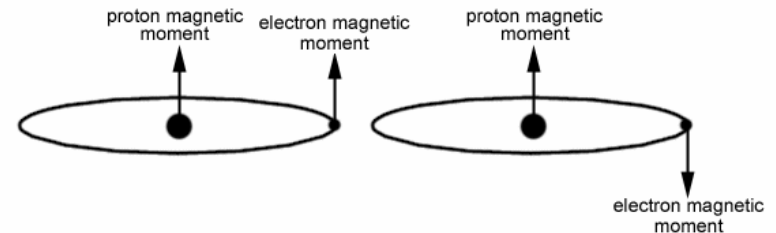
- Las medidas están basadas en el desplazamiento Doppler de las líneas de emisión y/o absorción del espectro de las glxs.
- Dependiendo de las líneas estudiadas estaremos obteniendo información del gas o de las estrellas.
- Medidas en óptico:
 - Experimentos de larga rendija, espectrógrafos Fabry-Perot, espectrógrafo integral de campo (ambos para obtener información del campo total de velocidades).

3.4.3. Herramientas observacionales

- Medidas de $H\alpha$ (línea de recombinación del H, traza H ionizado):
 - Rango visible del espectro electromagnético (656.3 nm)
 - La emisión en $H\alpha$ se produce principalmente en las llamadas regiones HII. Son nubes de H^+ originadas por la fotoionización del H neutro por los fotones UV emitidos por estrellas jóvenes. Están dentro de nubes moleculares.
 - Las densidades típicas son altas $\sim 10^3$ - 10^5 cm^{-3} y las temperaturas ~ 5000 - 10000 K.
 - Ventajas: Muy buena resolución espacial. Línea muy brillante, de fácil detección
 - Inconvenientes: Emisión muy parcheada, cobertura incompleta en barras, bulbos y discos (emisión limitada espacialmente a las zonas de formación estelar reciente)

3.4.3. Herramientas observacionales

- Medida de HI: (línea de emisión a 21 cm – gas atómico neutro)
 - Es la herramienta más potente pues se extiende 3 o 4 veces el tamaño del disco visible (~ 30 kpc). Poco afectada de extinción.
 - Inconveniente: resolución angular pobre.
 - Observada en frecuencias de radio.
 - Se debe al desdoblamiento hiperfino del estado fundam. del átomo de H debido al acoplamiento de los espines del protón y del electrón. La transición del espín del electrón de paralelo a anti-paralelo va acompañada de la emisión de un fotón con $\lambda = 21\text{cm}$.
 - HI se encuentra concentrado en nubes difusas, con temperatura $\sim 50\text{-}150$ K y densidades $\sim 1\text{-}100$ cm^{-3}



3.4.3. Herramientas observacionales

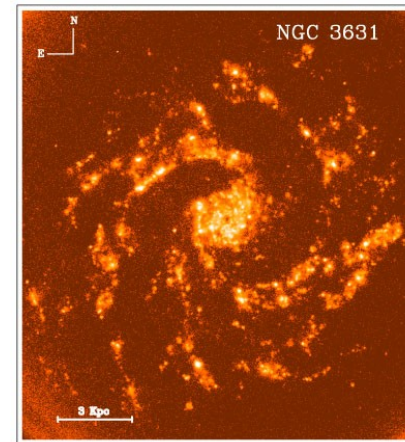
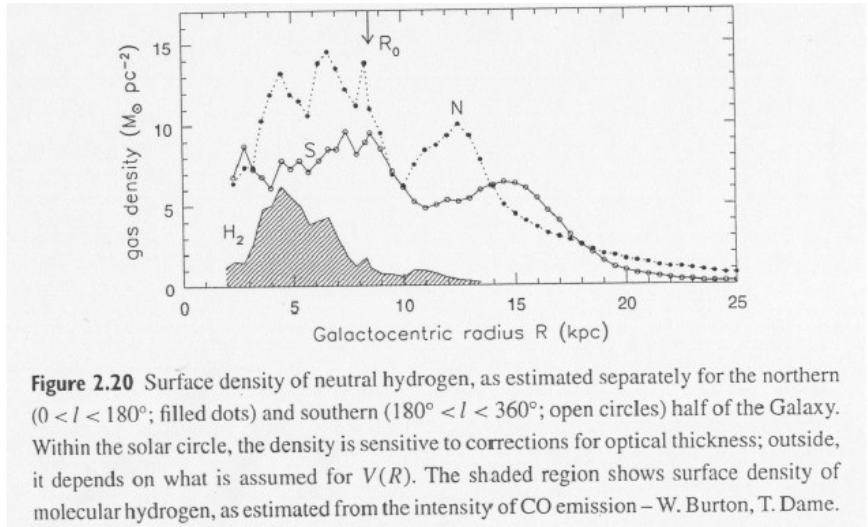
- Medida de CO (*emisión proporcional al H frío molecular*)
 - Las líneas de transiciones rotacionales del CO en longitudes de onda milimétricas (p. ej. 115.27 GHz for ^{12}CO (J = 1–0) line, 230.5 GHz for J = 2–1) sirven para estudiar las partes más internas del disco y centrales de la glx.
 - Es la molécula más abundante de las nubes moleculares tras la de H_2 . Esta última no presenta transiciones fácilmente excitables en las condiciones reinantes en las nubes moleculares, por ello, se usa al CO como trazador del H_2 .
 - El H_2 se encuentra en forma de nubes densas frías ($T \sim 10\text{-}30\text{K}$, densidades $\sim 10^3\text{-}10^5 \text{ cm}^{-3}$), junto a muchas otras moléculas (CO , NH_3 , H_2O , ...más de un centenar). Son los lugares donde se forman las estrellas.
 - **Ventajas:** Mejor resolución espacial que el HI
 - **Inconvenientes:** Observaciones menos sensibles que las de HI. Normalmente no se detecta más allá del disco estelar.

3.4.3. Herramientas observacionales

- *Medida de líneas máser:*
 - Observación de la velocidad radial de líneas máser como OH, H₂O, SiO de capas circunstelares o de nubes de gas nos permiten medir la velocidad de la componente estelar en el disco y en el bulbo de nuestra galaxia.
- *Observación de nebulosas planetarias, espectrómetros Fabry-Perot y de campo integrado:*
 - Las nebulosas planetarias son trazadores muy valiosos de los campos de velocidad de galaxias tempranas y para glxs que están en cúmulos.
 - F-P para derivar campos de velocidad de H α .

Las distribuciones de gas atómico y molecular son bastante diferentes (ejemplo de nuestra Galaxia):

- Casi todo el CO está dentro del círculo solar.
- Sólo el ~20% del HI está dentro de R_{sol} (R_0).
- HI se extiende hacia las partes externas del disco (mucho más allá que las estrellas).
- HI tiene un hueco en el centro
- CO está concentrado en un anillo de ~4 kpc del centro galáctico.



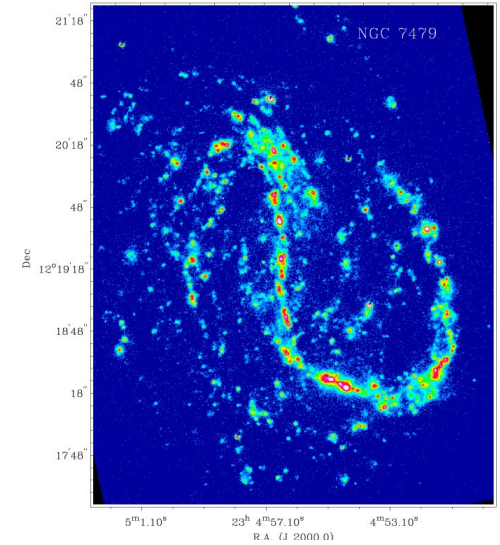
La distribución en $H\alpha$ es mucho más parcheada, y asociada espacialmente con zonas de formación estelar

NGC 7479: Galaxia fuertemente barrada

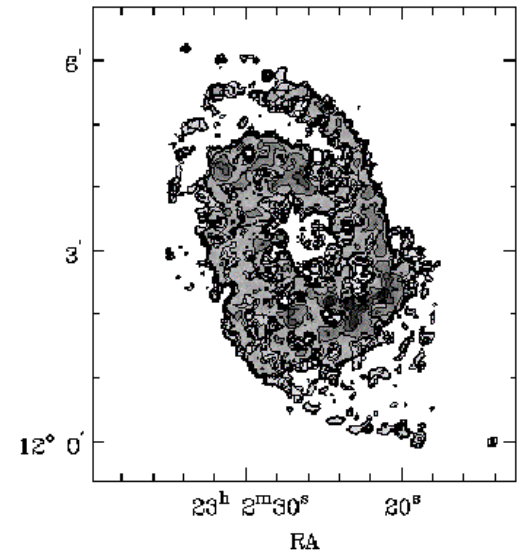


Banda ancha

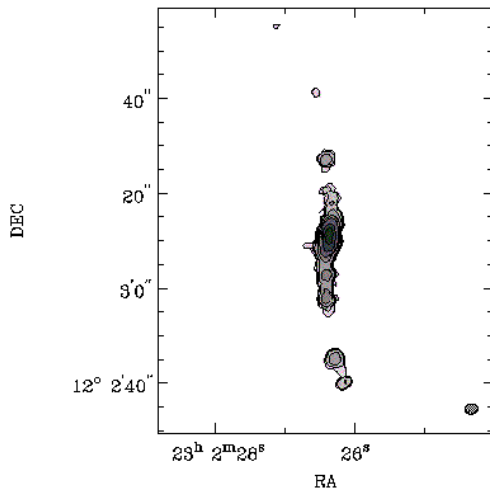
H α (res 0.8")



HI (res 8")



CO (res. 2")

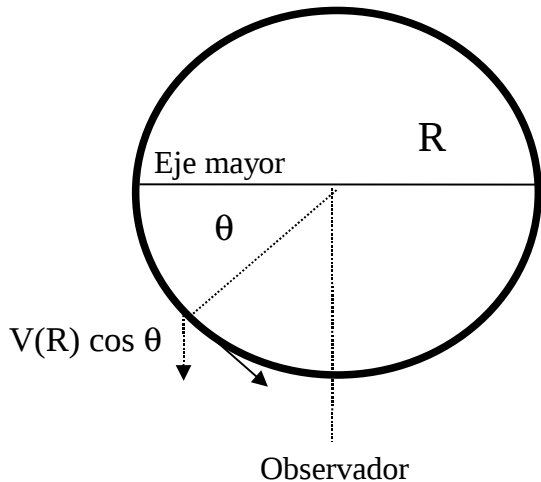


3.4.4. Medición de velocidad de rotación observacionalmente.

- Las líneas de emisión y absorción en un punto del espectro es una integral a lo largo de la línea de visión a través de la galaxia.
- Enumeramos diferentes métodos de medición de velocidades de rotación:
 - Intensity-Weighted-Velocity method.
 - Centroid-Velocity and Peak-Intensity-Velocity Methods.
 - Envelope-Tracing Method (Terminal-Velocity Method)
 - Iteration Method
 - Absorption Line Velocities

Velocidad deducida de las observaciones mediante ef. Doppler.

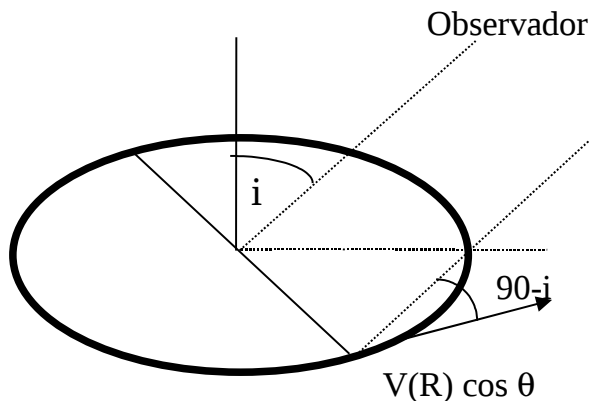
- Para una galaxia vista de perfil (*edge-on*), la velocidad radial observada en la dirección de la línea de visión (V_{obs}), de una estrella o nube a distancia galactocéntrica R y azimuth θ , se relaciona con la velocidad de rotación mediante:



$$V_{\text{obs}} = V_{\text{sys}} + V(R) \cos \theta$$

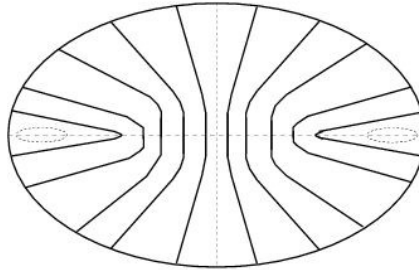
donde V_{sys} es la velocidad sistémica de la galaxia

- Para una galaxia vista con cierto ángulo de inclinación, necesitamos una proyección adicional:



$$V_{\text{obs}} = V_{\text{sys}} + V(R) \cos \theta \sin i$$

- Contornos de V_{obs} constante conectan puntos con el mismo valor de $V(R) \cos \theta$, dando lugar a los llamados “diagramas de araña”

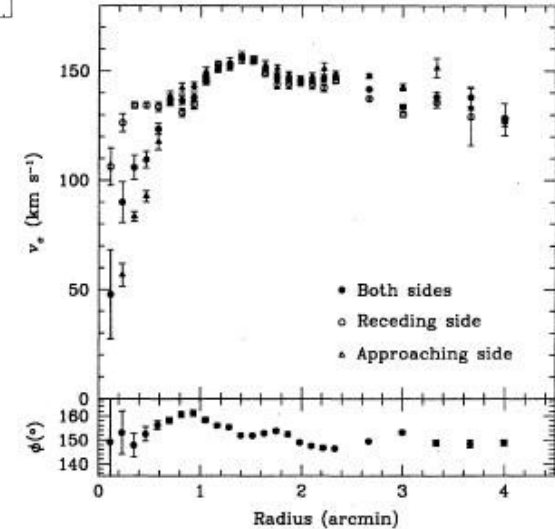
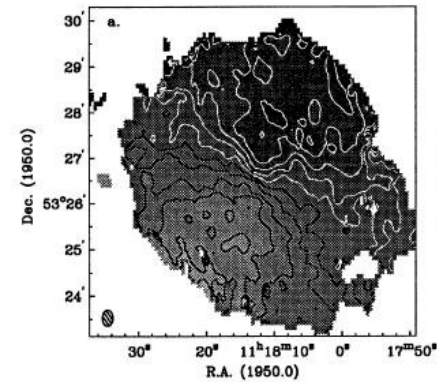
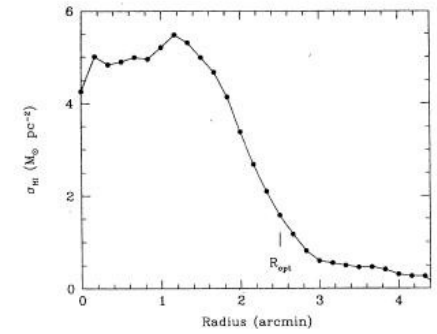
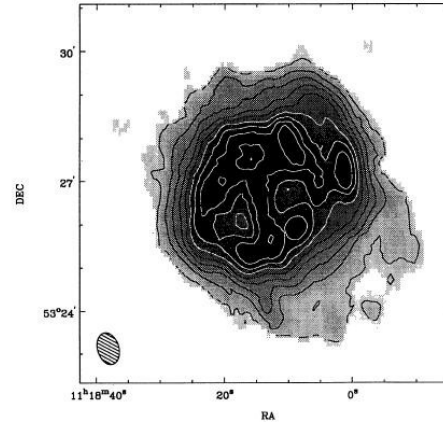
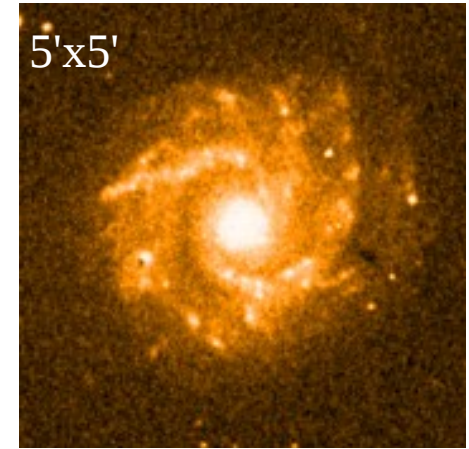
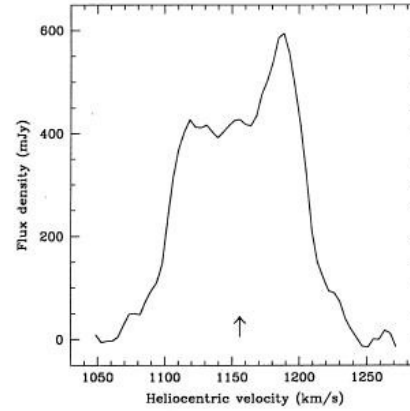
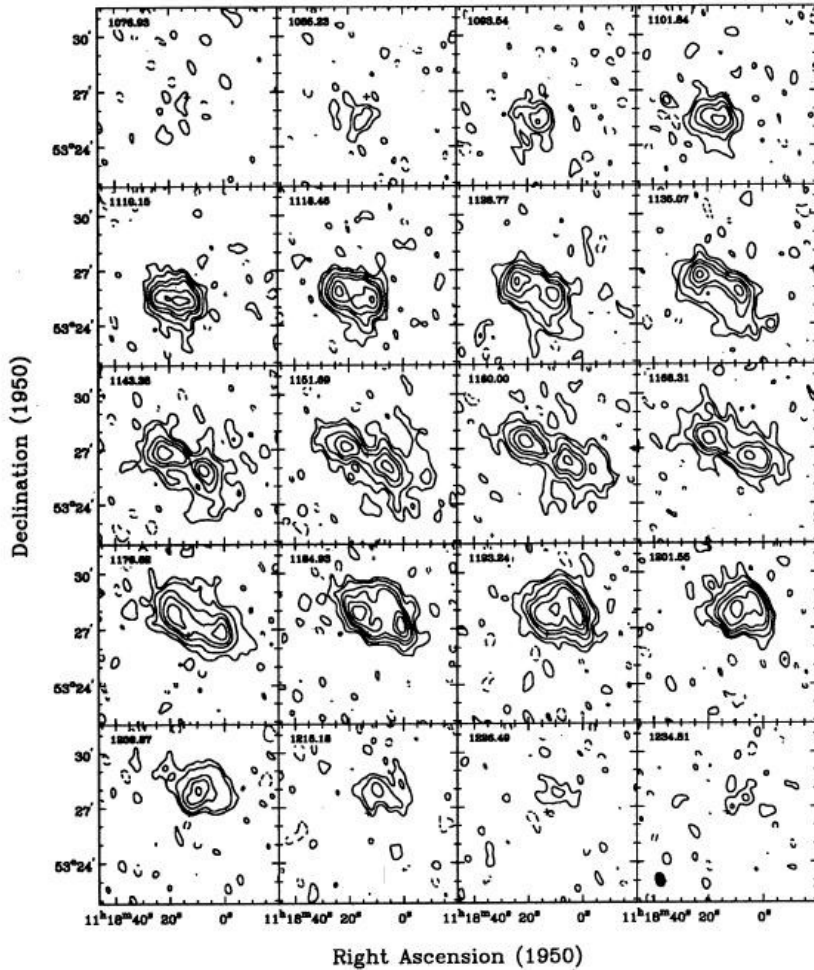


- En las partes centrales, los contornos son casi paralelos al eje menor de la galaxia (como corresponde a la proyección de un movimiento de rotación de sólido rígido)
- En las partes más externas, donde $V(R) \sim \text{cte}$, los isocontornos de velocidad van aproximadamente radialmente hacia fuera.
- Si V_{obs} no es cero en el eje menor, suele ser signo de movimientos hacia dentro o fuera del centro galáctico (típico en galaxias barradas)

A partir de un mapa de velocidad observado, la curva de rotación se puede obtener dividiendo la galaxia en una serie de anillos concéntricos, estando cada uno de ellos caracterizado por un ángulo de inclinación (i), de posición ($P.A.$), centro del anillo (x_c, y_c), velocidad sistémica (V_{sys}) y de rotación $V(R)$. Estos parámetros son ajustados por mínimos cuadrados en cada anillo usando la función de arriba. que se puede expresar en función de los parámetros i , $P.A.$ y (x_c, y_c) .

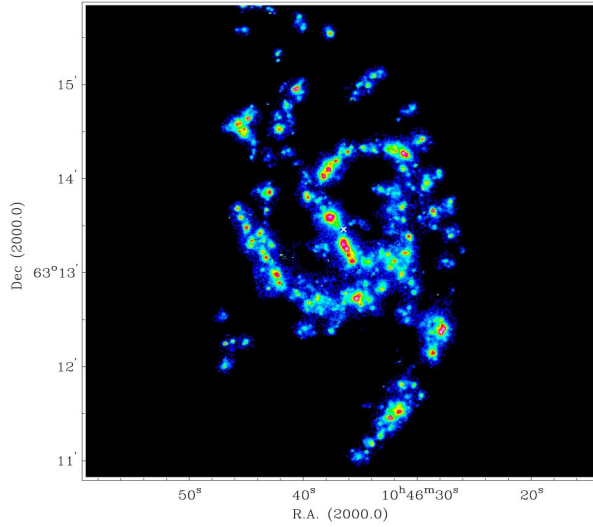
Ejemplos de datos observacional

NGC 3631: Observaciones en HI

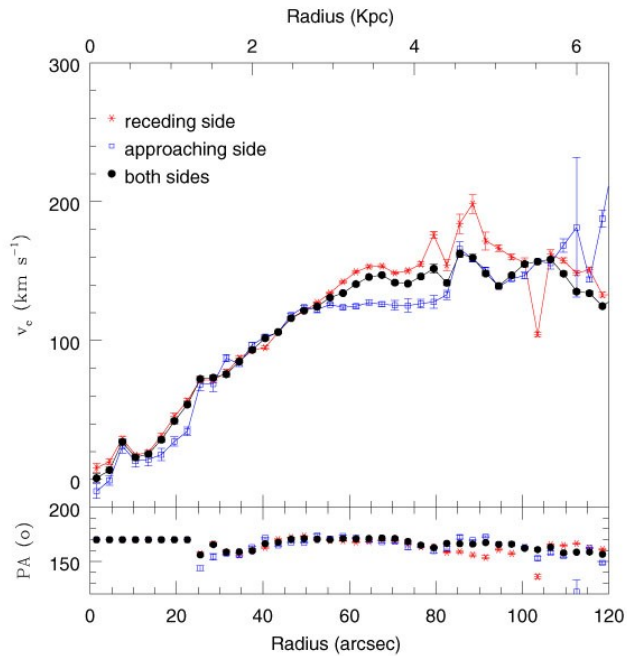
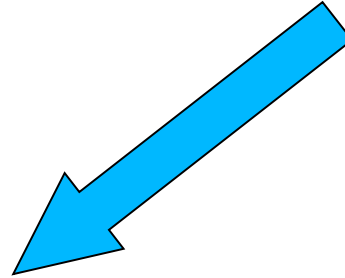
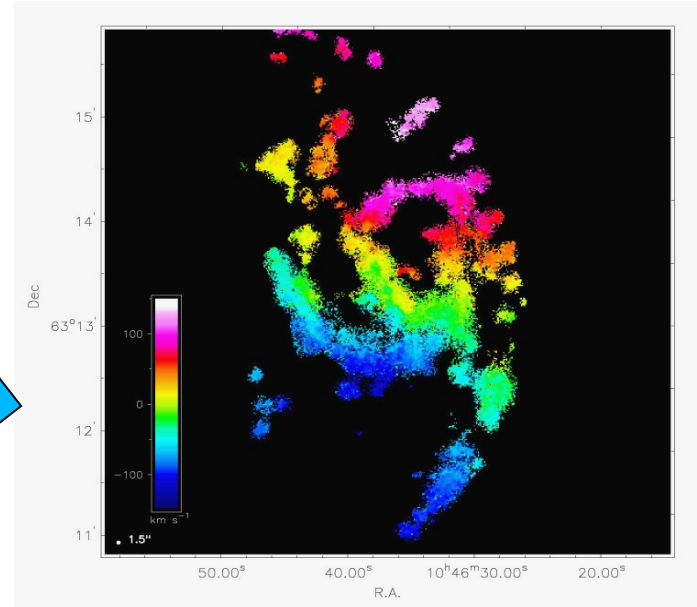


NGC 3359: Observaciones en H α

Mapa de intensidad



Mapa de velocidad

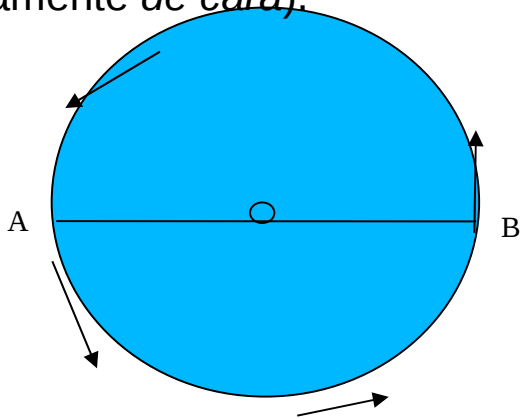


3.5.) Primeros pasos en la determinación de la curva de rotación.

- Para ello tenemos que estudiar:
 - Rotación del centro de la glx.
 - Estamos hablando de distancias hasta los 8 pc en el caso de glxs perteneciente al cúmulo de Virgo, por ejemplo. En gral. de unos 10 pc.
 - Rotación del bulbo de la glx.
 - Rotación del disco de la glx.
 - La curva de rotación, en este caso, nos pondrá de manifiesto la distribución superficial de materia que tenemos.
 - ¿Qué componentes teníamos en el disco? ¿Cómo se moverán?

¿Qué tipo de movimiento siguen las componentes estelar y gaseosa del disco?

- Básicamente de rotación en torno al centro de la galaxia en órbitas circulares. Los movimientos aleatorios de las estrellas y las nubes de gas suponen $< 10\%$ de la energía cinética debido a la rotación (al contrario que en galaxias elípticas, en que las velocidades aleatorias de las estrellas son comparables o mayores que las velocidades circulares).
- Eje de giro es el eje perpendicular al disco que pasa por su centro, por ello, para observar la rotación es necesario que las galaxias estén de perfil (o al menos no completamente de cara).



Disco rotando visto desde arriba
(ángulo de inclinación 0 deg)
No hay componente de velocidad en la línea de visión entre galaxia y observador



Disco rotando visto de perfil

(ángulo de inclinación 90 deg)
La velocidad de rotación tiene componentes no nulas en la línea de visión del observador.

La velocidad de rotación de una estrella o nube de gas a una distancia R del centro de masas de la galaxia, debe estar relacionada con el potencial gravitacional que actúa sobre ella: fuerza gravitatoria ejercida por la masa interna a ese radio.

$$V_{\text{rot}}^2/R = g \quad (= \text{fuerza gravitatoria por unidad de masa})$$

Supongamos que nos encontramos en las partes externas del disco de una galaxia espiral.

Podemos considerar que g es producida por la masa contenida en la galaxia para $r < R$ considerando a ésta puntual. Fuerza centrífuga y de atracción gravitatoria deben ser iguales

$$V_{\text{rot}}^2/R = G M(<R)/R^2 \quad \longrightarrow \quad M(<R) = V_{\text{rot}}^2 R / G$$

• ¿Qué deducimos de todo esto?

1) Conociendo la velocidad de rotación de una estrella (el Sol, por ejemplo) y su distancia al centro de la galaxia, podemos calcular la masa $M(<R)$ dentro de su órbita. Es más, esto implica que podemos calcular la distribución de masa $M = M(r)$ conocida la variación de V_{rot} con r .

2) Lejos del disco, **deberíamos observar que $V_{\text{rot}} \sim R^{-1/2}$ (rotación Keplariana)**

3) Sin embargo, **no observamos que V_{rot} decrezca con R** en la mayoría de las galaxias espirales, a pesar de que R sea lo suficientemente grande como para que no veamos masa (es decir, a pesar de que no detectemos emisión del gas o de las estrellas de la galaxia a dicha distancia).

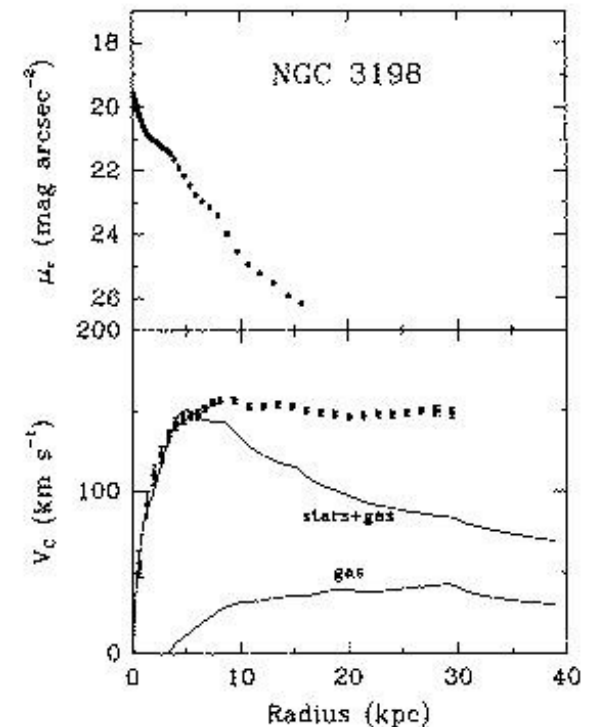
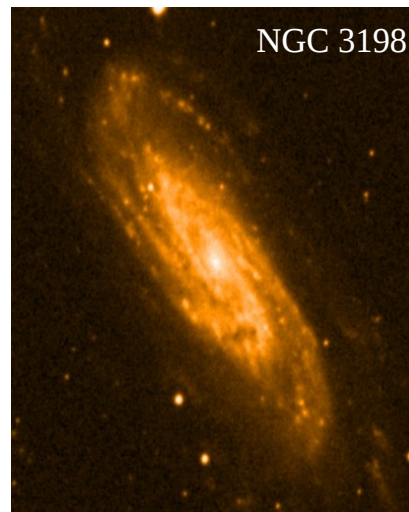
- Nota: Aunque hemos considerado simetría esférica, se cumple una relación similar para potencial de disco o disco+bulbo.

¿ Cómo explicamos esta aparente paradoja ?

· Podría decirse que quizás lo que ocurra sea que **la masa de la galaxia** (a pesar de que no la “veamos”), **sigue aumentando con R** (de forma aproximadamente lineal) hasta radios galactocéntricos mucho mayores que el tamaño óptico de las galaxias. Esto daría lugar a un comportamiento kepleriano de la curva de rotación, a distancias mucho mayores del centro galáctico.

· Esta discrepancia entre luz y masa es un fenómeno común en galaxias espirales.

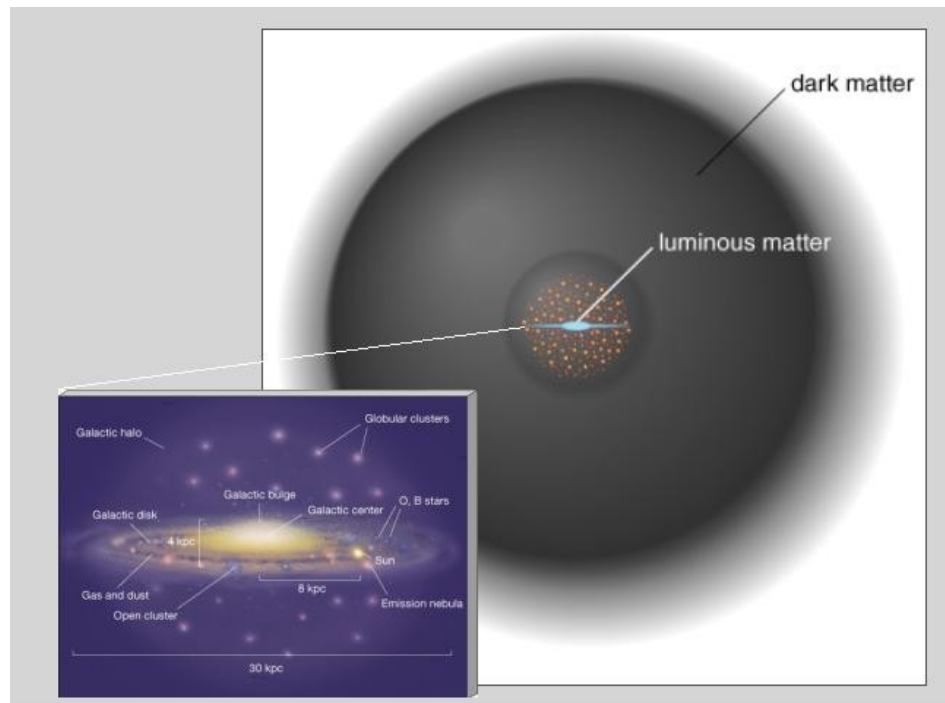
· Esta supuesta materia que no emite ninguna luz, es la llamada **materia oscura**. Freeman, en el 1970, fue el primero en interpretar las curvas de rotación de espirales como evidencia de la existencia de materia oscura.



Distribución y determinación de la materia oscura de una galaxia.

- Distribuida en un halo de materia oscura, que se suele suponer esférico.
- Hecha la hipótesis de su **distribución esférica**, la densidad de materia oscura vendrá dada por:

$$\rho (R) = (1/4\pi R^2) dM (R)/dR = V^2 (R) / 4\pi GR^2,$$



En resumen:

- - A partir de la curva de rotación podemos calcular la **masa dinámica** de una galaxia.
- Por otro lado, sabemos que hay varias componentes principales que contribuyen a la masa total de una galaxia espiral.
- Suponemos que **toda la luz emitida por la galaxia viene dada por la distribución de brillo observada de sus estrellas y del gas**. De este modo, podemos calcular la **masa de cada componente (gas y estrellas)**:
 - **Gas (neutro, molecular, ionizado)**:
 - Podemos obtener su masa a través de **observaciones de la emisión de HI** (línea de 21cm) y de **CO**, cuya emisión es proporcional a la densidad superficial de H_2 . (CO y HI proporcionan información complementaria).
 - **Estrellas del bulbo y disco**:
 - La luminosidad de la galaxia es proporcional a la masa (preferiblemente luminosidad en banda R o IR, más sensibles a poblaciones viejas, que trazan mejor la masa). Es necesario hacer ciertas suposiciones sobre la relación **Masa/Luminosidad** (M/L) de las estrellas, algo que no es nada trivial.
- **Materia oscura**

La suma de las fuerzas radiales generadas por cada componente debe ser igual a la observada, y por tanto, podemos escribir:

$$V_{\text{rot}}^2 (R) = V_{*,\text{disco}}^2 (R) + V_{*,\text{bulbo}}^2 (R) + V_{\text{gas}}^2 (R) [+ V_{\text{halo}}^2 (R)]$$

La comparación de $V_{\text{rot}}^2 (R)$ observada, con las velocidades esperadas según la masa observada, nos informará acerca de la necesidad de posibles distribuciones de materia oscura que nos proporcionen la componente $V_{\text{halo}}^2 (R)$ apropiada.

Técnicas para obtener la distribución de materia oscura

- **Hipótesis del disco máximo (*maximum disk*)**

Se supone una relación M/L fija para la componente estelar.

Esta relación M/L debe ser tal, que reproduzca la curva de rotación observada en las partes más internas de la galaxia, sin necesidad de recurrir a un halo de materia oscura.

La M/L se mantiene constante con el radio.

Este modelo minimiza la contribución del halo de materia oscura.

Normalmente se usa un halo con densidad radial:

$$\rho = \rho_0 / (1 + (R/R_0)^2), \text{ y se obtienen } \rho_0 \text{ y } R_0$$

Mejor ajuste (*best fit*)

Se adopta un perfil de densidad para el halo que contiene ciertos parámetros ajustables.

Normalmente, se usa un perfil del tipo:

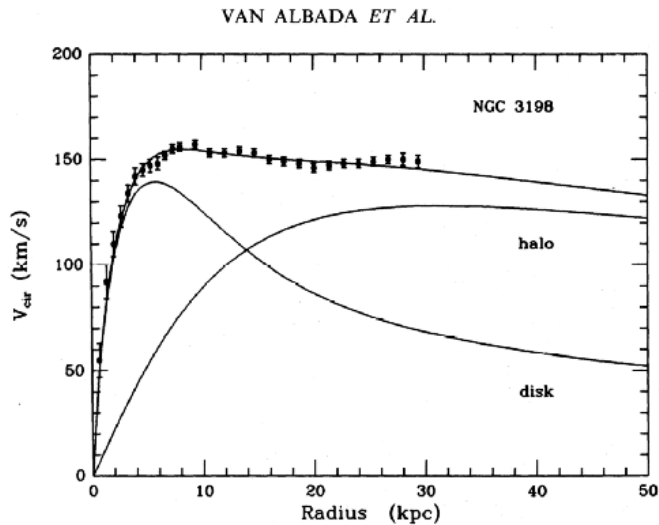
$$\rho = \rho_0 / (1 + (R/R_0)^2)$$

Hipótesis del disco mínimo (*minimal disk, maximal halo*)

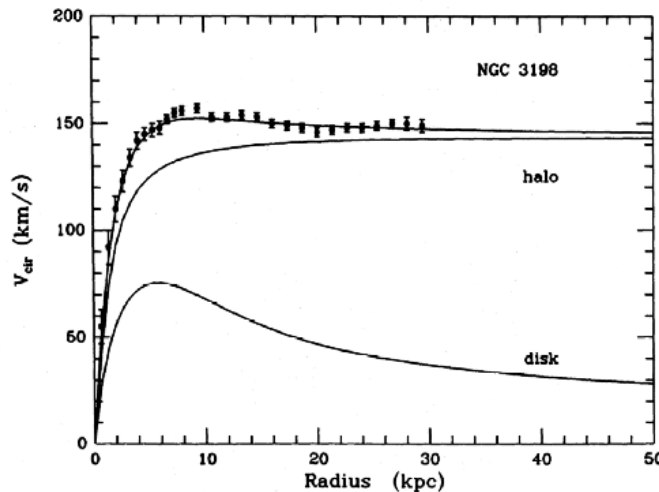
Supone una relación M/L fija de sólo 0.1 (en unidades solares) para el disco estelar.

De este modo, el gas del disco hace la mayor contribución a la masa observable y se maximiza la contribución del halo en las partes internas de las galaxias.

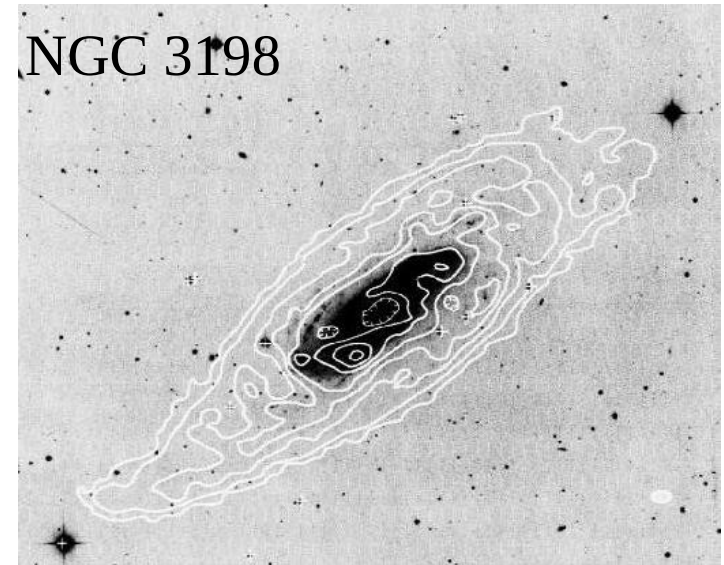
Algunos ejemplos:



Maximum disk



Minimum disk



Contornos de HI sobre imagen en rango visible de la galaxia.

- *Halo*, indica la curva de rotación esperada a partir del supuesto halo de materia oscura en cada caso
- *Disk*, indica la rotación esperada a partir del gas y las estrellas del disco
- Si no añadiésemos la materia oscura, a partir de ~ 20 kpc desde el centro, la velocidad de rotación debería empezar a caer.
- El halo proporciona en ambos casos la suficiente fuerza radial para reproducir la velocidad de rotación observada.
- Incluso con el modelo de disco máximo, obtenemos que la masa del halo es ~ 5 veces mayor que la observada (80% de la total!)

Curvas de rotación en galaxias espirales y materia oscura

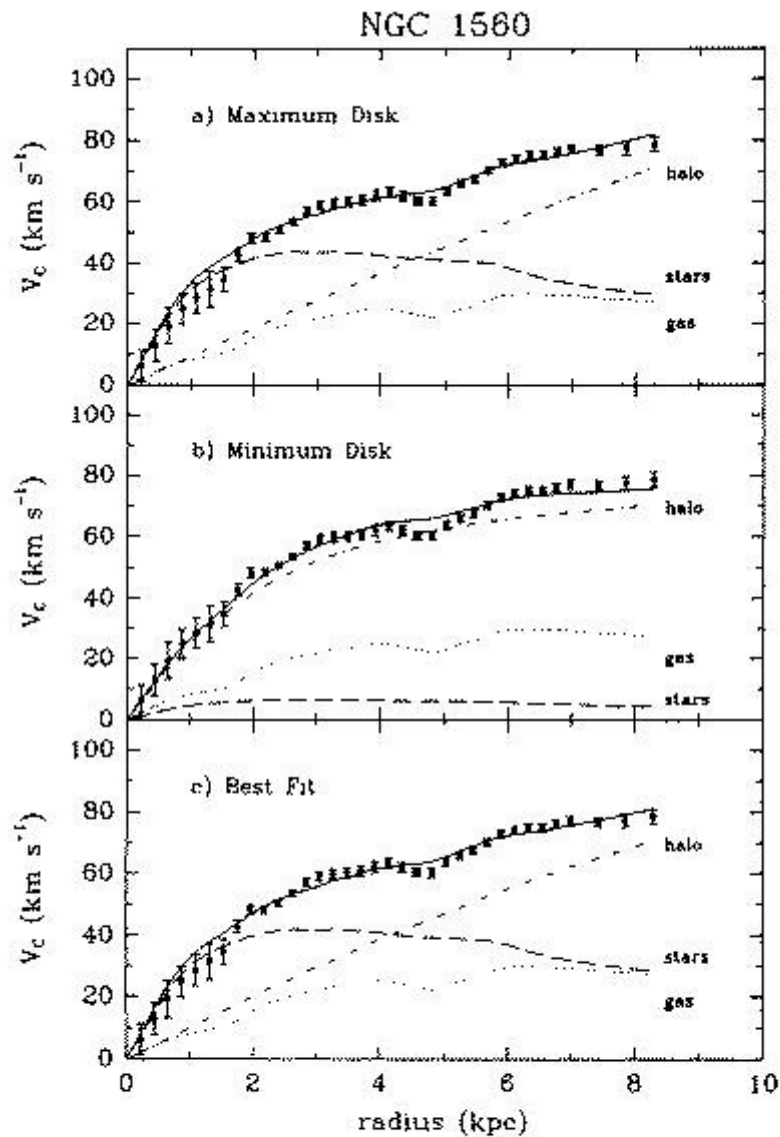
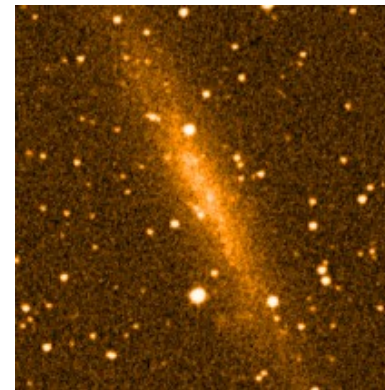
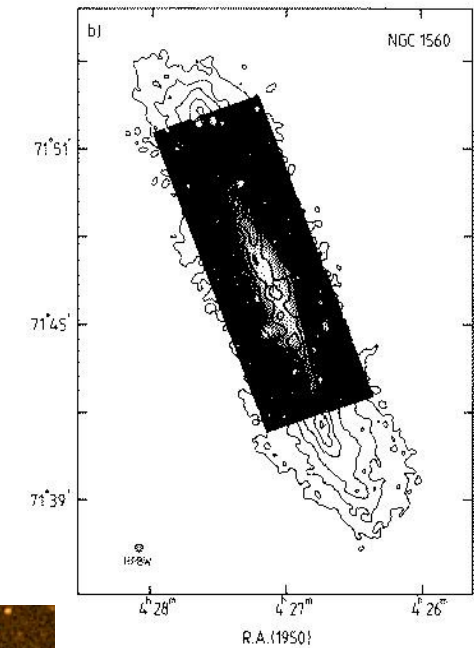


Fig. 10. The observed rotation curve and disk-halo models. The top panel shows a halo added to the maximum disk; the middle panel shows the “maximum halo”, with almost no mass in the stellar disk ($M/L_B = 0.1$). The bottom panel shows the “best fit” disk-halo model. The dotted and dashed lines indicate the gas and stellar disks. The dot-dashed line shows the rotational velocities of the halo; the full line is the contribution of all the components



NGC 1560 es una galaxia pequeña, de tipo Sc; su curva de rotación parece seguir aumentando con el radio. Los tres modelos reproducen bien las observaciones.

- La hipótesis del disco máximo, parece ser la más aceptada; sin embargo, aún no hay acuerdo. Para discernir, se necesitaría:
 - buenas curvas de rotación en los centros de las galaxias
 - densidad superficial de masa en zona central, M/L
- Independientemente del modelo, *el halo es generalmente la componente de materia predominante a largos radios galactocéntricos.*
- La materia oscura puede ser entre 1 y 10 veces la masa observada (entre 50-90 % de la masa total)
- Parece haber dependencia con el tipo morfológico. En galaxias Sa/Sb la proporción de materia oscura necesaria para explicar la curva de rotación observada es ~50%, y asciende hasta ~90% para galaxias de tipo Sd.
- Las galaxias elípticas también contienen materia oscura. Medidas de las dispersiones de velocidad de las estrellas indican que también las elípticas tienen al menos diez veces más masa de lo que parece.

3.6) Modelos de halos oscuros

- Los modelos más utilizados se derivan:
 - i) Simulaciones de N-cuerpos (i.e. NFW-profile).
 - ii) Modelos fenomenológicos derivados de las observaciones.
- Los modelos más utilizados son:
 - *Navarro, Frenk y White (1996)*:
 - Deriva de simulaciones numéricas.
 - Explica razonablemente la distribución de DM en cúmulos.
 - En cuanto a halos galácticos aún existen discrepancias.
 - El perfil de densidad viene descrito por:

$$\rho_{NFW} = \frac{\rho_0}{\frac{R}{R_0} \left(1 + \frac{R}{R_0} \right)^2}$$

3.6) Modelos de halos oscuros

– *Burkert (1995):*

$$\rho_B = \frac{\rho_0}{\left(1 + \frac{R}{R_0}\right) \left(1 + \left(\frac{R}{R_0}\right)^2\right)}$$

– *Isotermo no-singular (Gunn & Gott, 1972):*

$$\rho_{Iso} = \frac{\rho_0}{\left(1 + \left(\frac{R}{R_0}\right)^2\right)}$$

– En general los halos de materia oscura no explican satisfactoriamente:

- a) La relación Tully-Fisher.
- b) Dan lugar a discos muy pequeños.

4) Teorías alternativas a la materia oscura.

- A nivel galáctico y extragaláctico: Modified Newtonian Dynamics MOND (Milgrom, 1983; Sanders, 1990).
- Hay dos versiones:
 - Modificación de la aceleración de la gravedad:

$$g = GM/R^2 + \frac{(GMa_0)^{1/2}}{R} \quad a_0 \sim 1.2 \times 10^{-8} \text{cms}^{-2}$$

- Modificación de la 2ª ley de Newton:

$$\vec{F} = m\mu\left(\frac{a}{a_0}\right)\vec{a} \quad \begin{aligned} \mu(x \gg 1) &= 1 \\ \mu(x \ll 1) &= x \end{aligned}$$

Todo esto vale para $a < a_0$

Resuelve no sólo la “paradoja” de $V \sim \text{cte}$ a grandes R , sino también explica la relación de Tully-Fisher.

4) Teorías alternativas a la materia oscura.

- A nivel galáctico: Hipótesis Magnética (Nelson, 1988; Battaner et al., 1992)
- Hipótesis magnética: La curva de las galaxias espirales puede ser explicada por la acción de los campos magnéticos en el disco.
- Asumiendo esta hipótesis:
 - ¿Podemos ignorar los campos magnéticos?
 - ¿Qué tipo de campos magnéticos pueden explicar la planitud de la curva de rotación?
 - ¿Qué mecanismos generan estos campos magnéticos?

Hipótesis magnética:

¿Son ignorables los campos magnéticos?

- La gravedad decrece como R^{-2} mientras que los campos magnéticos (MF) evolucionan localmente debido a los movimientos del gas.
- A grandes distancias del centro galáctico (grandes R), los MF pueden ser importantes incluso dominar por encima de la gravedad.
- El MF en el disco de la galaxia es del orden de unos 2-3 μ G y en el centro de la galaxia puede llegar al orden del mG.
- Se espera que en las partes externas del disco, el MF sea del orden del μ G aunque aún no han sido observados.
- Podemos decir que a algún radio la densidad de energía magnética alcanzará la densidad de energía debida a la rotación:

$$\frac{1}{2} \rho \theta^2 \approx \frac{B^2}{8\pi}$$

θ	200	100	50
n			
3×10^{-1}	35	18	8
3×10^{-2}	11	6	3
3×10^{-3}	3	1	0.7
3×10^{-4}	1	0.6	0.3

Hipótesis magnética:

¿ Qué tipo de campos magnéticos pueden explicar la planitud de la curva de rotación?

- La consideración de MF en el disco dará lugar a inestabilidades.
- Tras varias consideraciones MHD en 1-dim podemos concluir que un término del tipo:

$$\frac{1}{4\pi} \vec{B} \cdot \nabla \vec{B}$$

- En una anillo donde las líneas de campo son circulares, una fuerza radial hacia dentro puede ser producida. En el modelo bidimensional se puede observar una disipación en la componente vertical del gas.

Hipótesis magnética:

Mecanismos de generación de campos magnéticos

- MF en galaxias soportados por α - Ω dinamo \rightarrow una intensidad pregaláctica de $B \sim 10^{-17}$ G is needed.
(REVISION)
- Evidencias para un campo magnético primordial:
 - Quasars absorber systems have the same MF strengths \rightarrow glx formation occurs with $\sim 10^{-5} - 10^{-6}$ G \rightarrow pregalactic field strength is $\sim 10^{-9} - 10^{-8}$ G.
 - The α - Ω dynamo did not take into account the influence of small scales on the larger ones.
 - MF in compact dwarf glxs \sim MF in normal glxs.
 - Early formation of B and Be by cosmic rays \rightarrow needs a magnetic confinement at very early galactic systems.

Hipótesis magnética: Mecanismos de generación de campos magnéticos

- *De origen astrofísico*: batería de Biermann
- *De origen cosmológico*:
 - Defectos cosmológicos
 - Transiciones de fase
 - Anomalía electrodébil
 - Inflación
 - Cuerdas
 - No conservación temporal de la carga eléctrica
 - Trace anomaly
 - Ruptura de invariancia gauge

5) Problemas de la hipótesis de materia oscura a nivel galáctico

- 1) Los modelos de halos de CDM propuestos no terminan de explicar qué ocurre a distancias pequeñas del centro galáctico.
- 2) Existen problemas para explicar las curvas de rotación de galaxias cercanas enanas y también para galaxias de baja luminosidad.
- 3) No explica la relación de Tully-Fisher.
- 4) Otra prueba para ver la existencia de CDM a nivel galáctico es en glxs barradas, calcular la velocidad de rotación de las barras... pero no reproduce la velocidad observada.
- 5) CDM predicen concentraciones de masa en el centro de la galaxia mayores que los que indican las observaciones.

5) ... más problemas...

- 6) Problemas con la forma de los halos... problemas observados utilizando lentes gravitatorias.
- 7) Los modelos de CDM predicen la creación de demasiadas subestructuras que no son acordes con las observaciones.
- 8) Catástrofe del momento angular de la galaxia: el momento angular predicho para las glxs espirales es al menos un orden de magnitud menor que el observado.

6) Bibliografía

- “Galaxies and cosmology” F. Combes, P. Boissé, A. Mazure and A. Blanchard. A&A library. Springer.
- “Galactic Dynamics” J. Binney & S. Tremaine. Princeton Ed.