

GAS ATOMICO NEUTRO

- MEDIO NEUTRO TIBIO: WNM
- MEDIO NEUTRO FRIO: CNM

Overview ISM phases in Milky Way

phase	n (cm ⁻³)	T (K)	f_V
coronal (HIM)	~ 0.004	$> 10^{5.5}$	$\sim 0.5?$
warm, neutral (WNM)	~ 0.6	~ 5000	~ 0.4
warm, ionized (WIM)	~ 0.2	~ 8000	~ 0.1
cold, neutral (CNM)	~ 30	~ 100	~ 0.01
molecular clouds	$\sim 10^{3-6}$	$\sim 10-50$	~ 0.0001
HII regions	$\sim 1-10^5$	$\sim 10^4$	very small

Distribución

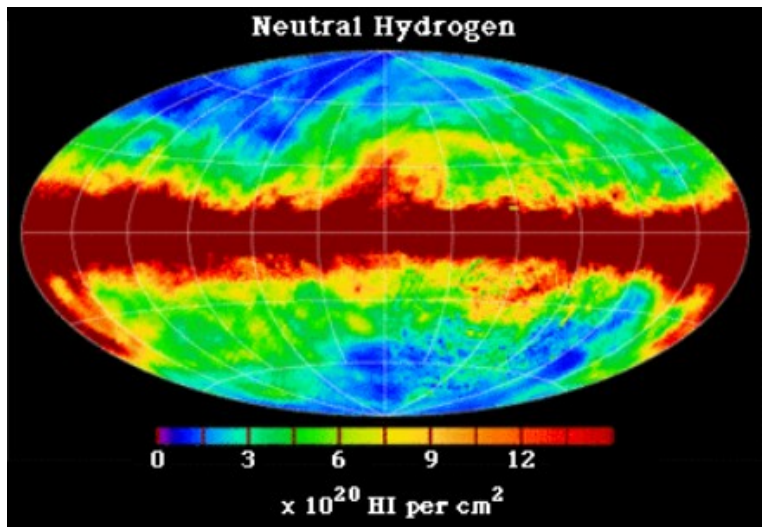


Figura: Se observa emisión débil que se extiende más allá del disco de la galaxia.

En esta clase:

- ¿Cómo se origina la línea de 21 cm del HI?
- ¿Qué forma tiene esta línea?
- ¿Qué parámetros físicos podemos obtener a partir del análisis de las líneas de emisión?
- ¿Qué es un perfil de absorción? ¿Cómo se origina? ¿qué parámetros de las nubes podemos obtener?
- ¿qué características tienen las fases CNM y WNM?
- ¿Cómo se obtienen las distancias cinemáticas?

Gas neutro

- La separación entre gas ionizado y neutro es un poco arbitraria.
- El medio neutro se define como aquel que no tiene fotones ionizantes de HI $\rightarrow$ el H está neutro . Pero otros elementos pueden estar ionizados: x ej, el C tiene una energía de ioniz. de 11.3 eV, el Si 8.15 eV, el Ca 6.11 eV, el S 10.36 eV
- Los rayos cósmicos pueden ionizar una pequeña fracción de todos los elementos incluso dentro de las nubes moleculares. Los Rayos X también pueden ionizar una pequeña fracción.
Es un fenómeno interesante porque demuestra cómo, incluso en medios fríos y densos, la ionización aún ocurre, aunque de manera más limitada comparado con los medios más calientes o cerca de fuentes de radiación intensa.
- $\rightarrow$ **el grado de ionización no es cero y esto juega un rol fundamental en la física de esta fase.**
- A la vez puede haber moléculas (pocas!). Y en las nubes moleculares puede haber átomos.

- Esta fase contiene la mayor parte de la masa del MIE.
- Hay 3 posibles maneras de estudiar esta fase vía observaciones:
 - **línea de 21 cm del HI: traza el elemento principal, permite estimar temperaturas y velocidades radiales (distancias)**
 - líneas de estructura fina en el lejano IR: principal fuente de enfriamiento
 - líneas interestelares de absorción: permiten estudiar la composición química de las nubes

La línea de 21 cm del H I

- Generalmente se observa en **emisión**.

En **absorción** contra fuentes de continuo de fondo.

- ¿Cómo se origina la línea?

Transición hiperfina del nivel 1s del átomo de H. En un caso el spin del electrón y del protón son paralelos y en el otro anti-paralelos.

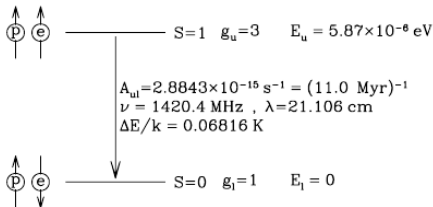
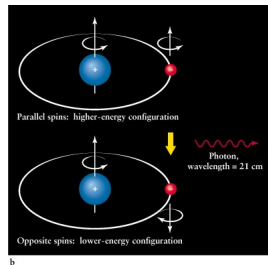


Figure 8.1 Hyperfine splitting of the 1s ground state of atomic H (Gould 1994).



$$g = 2S + 1$$

La diferencia de energía entre los dos niveles es tan chica (0.068 K) que hasta la radiación cósmica de fondo (2.7 K) puede poblar el nivel

La línea de 21 cm: características

- $A_{ul} = 2,88 \times 10^{-15}$ seg: probabilidad de la emisión espontánea: es un valor muy chico! (10^{23} veces menor que las transiciones radiativas en el óptico).

Da un tiempo de vida medio

$$t = \frac{1}{A_{ul}} = 1,1 \times 10^7 \text{ años}$$

- Las colisiones son importantes: excitan y desexcitan.

$$\Delta t_{col} \sim 2,3 \times 10^4 \frac{1}{\sqrt{T}} \frac{1}{n}$$

para $T = 100$ K y $n = 1 \text{ cm}^{-3} \longrightarrow \Delta t_{col} \sim 2,3 \times 10^3 \text{ años}$

juengan un rol fundamental en la población de los niveles.

Las nubes están bien termalizadas: Distribución maxwelliana de velocidades.

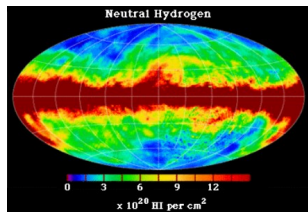
Vemos HI en todos lados...

- $C_{ul} = n\gamma_{ul}$ (γ es la tasa de transiciones por ud de vol)
para colisiones H-H : $\gamma_{ul} \sim 9,5 \times 10^{-11} T_k^{1/2} \text{ s}^{-1}$

Densidad crítica $n_{crit} = A_{ul}/\gamma_{ul} = 3 \times 10^{-5} T_k^{-1/2} \text{ cm}^{-3}$

Para $T=100\text{K}$, $n_{crit} = 3 \times 10^{-6} \text{ cm}^{-3}$

Son valores muy chicos, siempre $n > n_{crit}$, y dominan las colisiones.
Entonces, ¿cómo es que detectamos la línea tan fácilmente?



- La abundancia de HI es tan grande que aunque A_{ul} es muy chico, **vemos la línea de HI en todas direcciones.**
También porque la extinción a 21 cm es muy chica.

Temperatura de Spin

- Poblaciones de los niveles:

Si consideramos LTE

$$\frac{n_1^*}{n_0^*} = \frac{g_1}{g_0} e^{-h\nu/kT} \quad \Rightarrow \quad \frac{n_1}{n_0} = \frac{g_1}{g_0} e^{-h\nu/kT_S}$$

T : temperatura cinética de la nube de H I.

T_S es la temperatura de excitación, llamada **temperatura de spin**.

Tomando los valores de g y $h\nu/k = 68 \text{ mK}$

$$\frac{n_1}{n_0} = 3e^{-0.068/T_S}$$

Casi siempre $T_S \gg 68 \text{ mK} \rightarrow \boxed{n_1 \sim 3 n_0}$

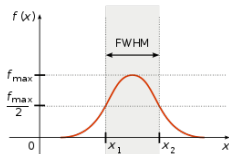
$T_S \text{ (K)}$	n_1/n_0
10	2.9806
100	2.9981
1000	2.9998

→ la línea de emisión no da información sobre T_S

Forma de la línea

- Distribución de poblaciones entre dos estados $\rightarrow$ Boltzman (T_s)
- Partículas termalizadas $\rightarrow$ Dist. Maxwelliana de velocidades
- La transición no se observa como una línea monocromática, infinitamente estrecha en frecuencia, sino que tiene un perfil $\Phi(\nu)$:
función de perfil de línea $\int \Phi(\nu) d\nu = 1 = \Phi(\nu_0) \Delta \nu_{eq}$

Perfil gaussiano $\rightarrow \Delta \nu_{eq} = \sqrt{\frac{\pi}{4 \ln 2}} \Delta \nu_{1/2} = 1,064 \Delta \nu_{1/2}$



- Los coeficientes de emisión y absorción tampoco son monocromáticos sino que siguen el perfil de línea

$$\kappa_\nu = \kappa_0 \Delta \nu \Phi(\nu)$$

$$j_\nu = j_0 \Delta \nu \Phi(\nu)$$

Ensanchamiento de la línea de H I

Ensanchamiento de las líneas:

Existen varios factores que hacen que la línea se ensanche y cada uno de ellos le dará diferente forma a la misma:

- 1 Ensanchamiento natural
- 2 Ensanchamiento Doppler térmico
- 3 Ensanchamiento Doppler x rotación de la Galaxia

- **1) Ensanchamiento natural:** El principio de incertidumbre de Heisenberg para la energía y el tiempo establece que si existe una incertidumbre Δt en el tiempo en que permanece un sistema en un estado de energía, entonces el sistema tiene una energía dentro de un rango ΔE en vez de una energía específica, lo que se traduce en un rango de frecuencias en los fotones emitidos.

En los casos de interés del MIE es muy pequeño e inobservable.

$$\Delta \nu \sim 4,5 \times 10^{-16} \text{ Hz}$$

Perfil Lorentziano.

Forma de la línea

- 2) **Ensanchamiento Doppler térmico:**

$$\frac{\nu - \nu_0}{\nu_0} = \frac{\Delta \nu_r}{c}$$

Dist. de velocidades Maxwelliano (gaussiano) $\rightarrow$ perfil de línea gaussiano

$$\phi(\nu) = \sqrt{\frac{4 \ln 2}{\pi}} \frac{1}{\Delta \nu} e^{-4 \ln 2 (\nu - \nu_0)^2 / \Delta \nu^2}$$

$\Delta \nu$: ensanchamiento térmico.

$$\Delta \nu = \sqrt{\frac{8 \ln 2 k T}{m}} \frac{\nu_0}{c}$$

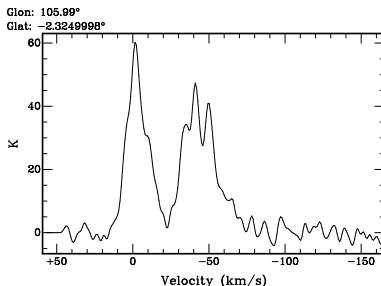
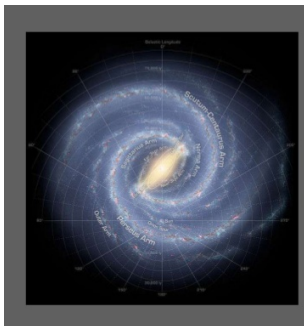
$m = 1,67 \times 10^{-24}$ g, masa del átomo de H I

$\Delta \nu \sim 4700$ Hz, para $T=100$ K

- se suele usar velocidades en lugar de frecuencias

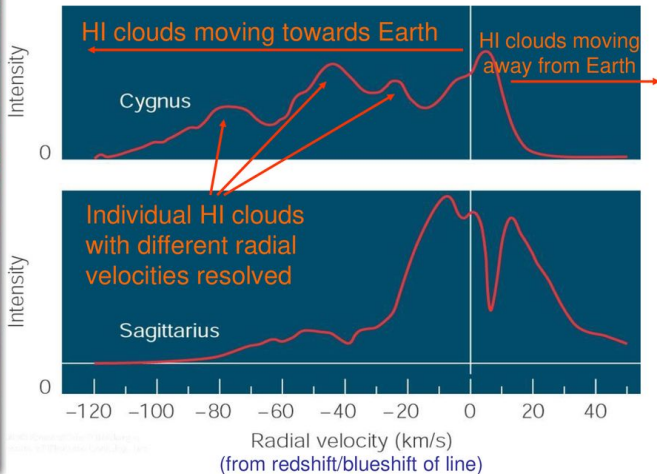
$$\phi(\nu) = \sqrt{\frac{4 \ln 2}{\pi}} \frac{1}{\Delta \nu} e^{-4 \ln 2 (\nu - \nu_0)^2 / \Delta \nu^2}$$

3) Ensanchamiento Doppler por rotación galáctica

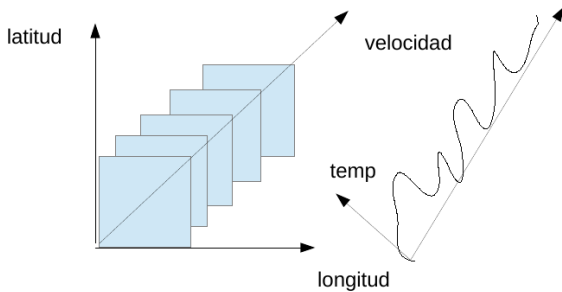


$$\phi(v) = \sqrt{\frac{4 \ln 2}{\pi}} \frac{1}{\Delta v} e^{-4 \ln 2 (v - v_{LSR})^2 / \Delta v^2}$$

Observations of the 21-cm Line (2)



Observaciones: cubo de datos



Cómo podemos identificar una cáscara en expansión en un cubo de datos de HI?

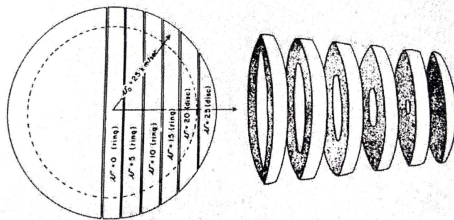
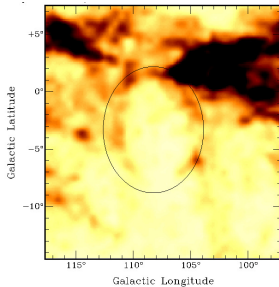
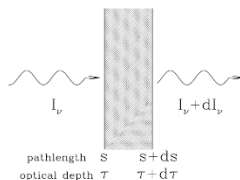


Figure 4: Patrón de discos y anillos de una supercáscara



Obtención de parámetros físicos



Para ondas centimétricas (aprox de Rayleigh-Jeans: $h\nu \ll kT$):

$$T_b(\tau_\nu) = T_{bg}e^{-\tau_\nu} + (1 - e^{-\tau_\nu})T_s$$

Si no hay emisión de fondo: $T_{bg} = 0$

Si $\tau \ll 1 \implies T_b(\tau_\nu) = \tau_\nu T_s$

Si $\tau \gg 1 \implies T_b(\tau_\nu) \longrightarrow T_s$

Profundidad óptica

En la Clase 1 vimos que:

- Profundidad óptica: $\tau_\nu \equiv \int k_\nu ds$

$$\tau_\nu = \frac{c^2}{8\pi\nu^2} A_{10} N_1 (e^{h\nu/kT_s} - 1) \Phi(\nu)$$

En función de la velocidad, $\int \tau_\nu d\nu = (\nu/c) \int \tau_\nu dv$

- se puede expresar también en función de la profundidad óptica máxima (en el centro de la línea);

$$\text{Teníamos que: } \phi(\nu) = \sqrt{\frac{4 \ln 2}{\pi}} \frac{1}{\Delta \nu} e^{-4 \ln 2 (\nu - \nu_{LSR})^2 / \Delta \nu^2}$$

$$\implies \tau_\nu = \tau_0 \Delta \nu \Phi_\nu(\nu) = \tau_0 \sqrt{\frac{4 \ln 2}{\pi}} e^{-4 \ln 2 (\nu - \nu_{LSR})^2 / \Delta \nu^2}$$

$$\text{por otro lado: } \tau_0 \Delta \nu = \frac{c^3}{8\pi\nu^3} A_{10} N_1 (e^{h\nu/kT_s} - 1)$$

$$\text{Aprox. de Rayleigh-Jeans: } \tau_0 \Delta \nu = \frac{hc^3}{8\pi\nu^2 k T_s} A_{10} N_1$$

Parámetros físicos de nubes de HI

- Teníamos que $\frac{n_1}{n_0} = 3$
- $n(\text{HI}) = n_0 + n_1 = 4n_0 = n_1\left(\frac{n_0}{n_1} + 1\right) = \frac{4}{3}n_1$
- La relación será la misma para las densidades columnares, y queda:

$$\tau_0 \Delta \nu = \frac{h c^3}{8 \pi \nu^2 k T_s} A_{10} N_1 \implies \tau_0 = \frac{3}{4} \frac{h c^3}{8 \pi \nu^2 k T_s \Delta \nu} A_{10} N(\text{HI})$$

- Despejando y poniendo las ctes:

$$\left(\frac{N(\text{HI})}{\text{cm}^{-2}}\right) = 1,8224 \times 10^{18} \left(\frac{T_s}{\text{K}}\right) \tau_0 \left(\frac{\Delta \nu}{\text{km s}^{-1}}\right)$$

$$\text{Si } \tau \ll 1 \longrightarrow T_b = \tau_0 T_s:$$

$$\left(\frac{N(\text{HI})}{\text{cm}^{-2}}\right) = 1,8224 \times 10^{18} \left(\frac{T_b}{\text{K}}\right) \left(\frac{\Delta \nu}{\text{km s}^{-1}}\right) \quad (1)$$

* Si la línea **no** es ópticamente delgada, esta expresión nos da un límite inferior de $N(\text{HI})$.

Parámetros físicos de nubes de HI

- Puedo estimar la masa

$$M(HI) = N(HI)(cm^{-2}) Area_{HI}(cm^2) m_{HI} = N(HI) \Omega_{HI} D^2 m_{HI}$$

- Si adopto una geometría puedo calcular la densidad.
- Entonces, a partir de la línea:

$$\int_{v_1}^{v_2} T_b(v) dv \xrightarrow{\tau < 1} N(HI) \xrightarrow{Distancia} M(HI) \xrightarrow{geometría} n(HI)$$

Perfil de absorción

Solución de la ecuación de transporte radiativo:

$$T_b(\tau_\nu) = T_{bg}e^{-\tau_\nu} + (1 - e^{-\tau_\nu})T_s \quad (2)$$

$$\text{Si } \Delta T = T_b - T_{bg}$$

$$\implies \Delta T = (T_s - T_{bg})(1 - e^{-\tau_\nu})$$

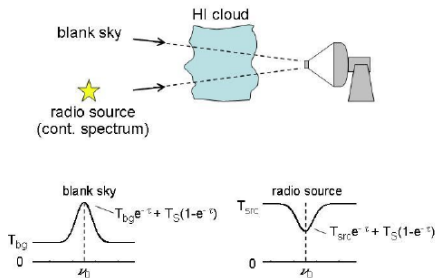
si $T_s > T_{bg} \implies$ Línea de emisión

si $T_s < T_{bg} \implies$ Línea de absorción

Línea en absorción

Supongamos que tenemos una fuente de continuo intensa detrás de la nube de HI.

Obtenemos el perfil de emisión en dos posiciones: ON y OFF



si hay una fuente de continuo intensa detrás de la nube, el perfil observado puede mostrar absorción directa. Pero si la temperatura del continuo no es suficientemente alta, la absorción solo disminuye la emisión del gas, y se necesita restar un perfil off para detectar la absorción claramente.

Estimación de T_s y τ

Tenemos la solución a la ec. de transporte para las dos posiciones del cielo observadas:

$$\begin{aligned}T_b^{off}(\nu) &= T_{bg}e^{-\tau_\nu} + T_s(1 - e^{-\tau_\nu}) \\T_b^{on}(\nu) &= T_Ce^{-\tau_\nu} + T_s(1 - e^{-\tau_\nu})\end{aligned}$$

Son 2 ecuaciones con 2 incógnitas T_s y τ :

$$\tau(\nu) = \ln\left(\frac{T_C - T_{bg}}{T_b^{on}(\nu) - T_b^{off}(\nu)}\right)$$

$$T_s(\nu) = \frac{T_b^{off}(\nu)T_C - T_b^{on}(\nu)T_{bg}}{(T_C - T_{bg}) - (T_b^{on}(\nu) - T_b^{off}(\nu))}$$

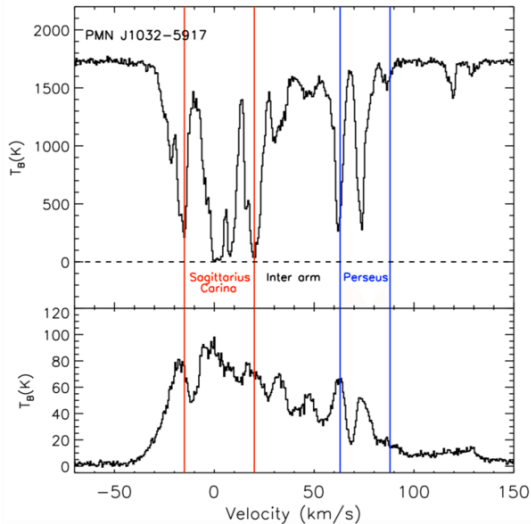
Estamos asumiendo T_s y τ uniformes en la nube.

Restando los perfiles ON-OFF obtenemos el perfil de absorción.

$$T_{on}(\nu) - T_{off}(\nu) = (T_C - T_{bg})e^{-\tau(\nu)}$$

¿Cómo podemos usar esto para estimar distancias a las fuentes de continuo?

HI Absorption profile toward the strong radio source PMN J1032-5917 (Brown et al. 2007). ATCA observations (sin disco simple)



- ¿Qué podemos obtener a partir de un perfil de emisión?

- ΔT_b
- v_o (modelo $\rightarrow$ distancia)
- Δv
- densidad de columna si $\tau \ll 1$
- masa de HI
- densidad (geometría)

- ¿y de un perfil de absorción?

- T_s
- τ
- distancia a la fuente de continuo (cota inferior)

Evidencia de CNM/WNM

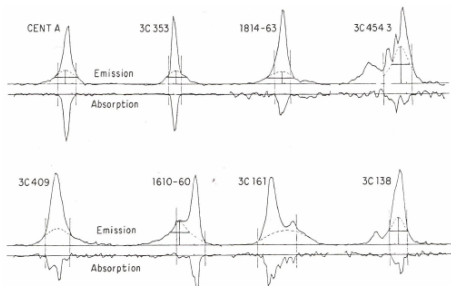


Figura: HI 21cm emission and absorption profiles towards 8 extragalactic radio sources from Radhakrishnan et al. (1972, ApJS, 24, 15)

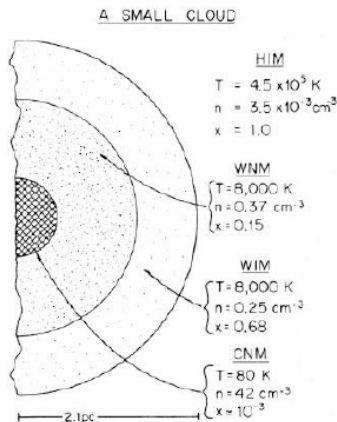
- Buen acuerdo entre líneas de absorción angostas y picos de emisión angostos: $\Delta v = 3$ km/s.
- Hay emisión fuera de la región donde ocurre la absorción (ver líneas verticales): $\Delta v = 9$ km/s.
 $\Rightarrow$ evidencia de que hay dos componentes de HI coexistiendo

- Observaciones con buena resolución angular y alta sensibilidad mostraron variaciones en densidad y temperatura.
- La emisión está en todos lados. La absorción no.
- Las líneas de emisión son más anchas que las de absorción.
- $\Rightarrow$ Tenemos dos componentes:
 - **Gas frío en nubes con un f_V chico: CNM**
 - Se ve en emisión y absorción (alta densidad y baja temp)
 - No se ve en todas direcciones
 - $T_s = 80 - 100$ K
 - $n = 1 - 250$ cm $^{-3}$
 - Cáscaras, filamentos
 - **Gas tibio en el medio internube que llena casi el 60 % del volumen de la Galaxia: WNM.**
 - Se ve en emisión. Anchos de velocidad grandes (mayores temp).
 - Presente en todos lados. Contiene casi la mitad del HI de la Galaxia.
 - $T_s = 6000 - 8000$ K
 - $n = 0,1 - 0,4$ cm $^{-3}$

Modelo de MIE: *Budín con pasas!*

El medio tibio difuso es el budín y el medio frío y denso son las pasas.
Ambas fases en equilibrio de presiones.

$$n_{\text{CNM}} T_{\text{CNM}} \sim n_{\text{WNM}} T_{\text{WNM}}$$

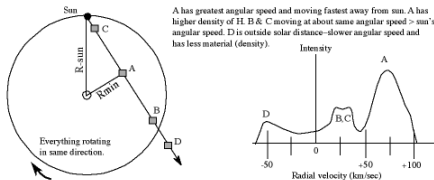


Rotación galáctica: distancias cinemáticas

- La intensidad de la línea de HI depende de la densidad de HI que haya en la línea de la visual.
- La emisión de la línea muestra las nubes que hay en esa dirección.
- Usando un **modelo de rotación galáctica** podemos estimar la distancia **cinemática** a cada nube a partir del corrimiento Doppler que presenta.
- La curva de rotación es un gráfico de la velocidad orbital de la nube alrededor del centro galáctico versus su distancia al CG
- Se asume que las nubes se mueven en el plano del disco en órbitas casi circulares.
- **Rotación diferencial:** Oort encontró en 1927 que las estrellas más cercanas al CG completan una mayor parte de su órbita, en un lapso de tiempo, que las que están más lejos.

Rotación galáctica: distancias cinemáticas

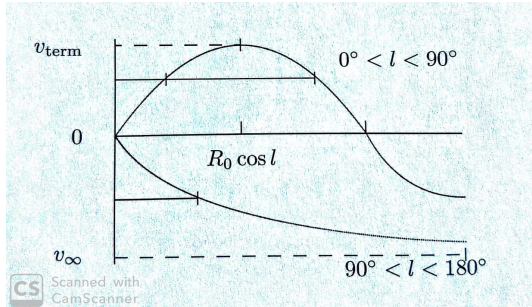
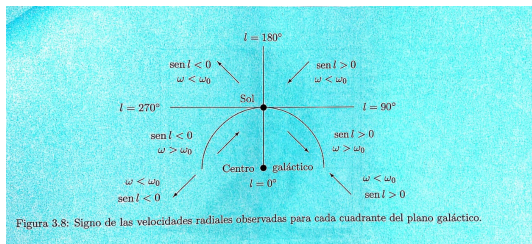
- La curva de rotación puede ser estimada observando la línea de 21 cm en distintas direcciones.
- Primer cuadrante: nubes dentro del círculo solar: velocidad angular mayor que la del Sol $\rightarrow$ estarán corridas un poco hacia el rojo (se alejan). Cuanto más cerca del CG estén, más se alejan. Es máxima para la nube A.
- Las que estén por fuera del círculo solar: velocidad angular menor $\rightarrow$ se corren al azul (se acercan)



Four clouds all in the same direction. Use doppler shifts to distinguish one cloud from the other. Use the rotation curve to convert the doppler shifts of each cloud to distances from the center of the Galaxy. Do this for other directions to build up a map of the Galaxy strip by strip.

B y C: igual velocidad pero distinta distancia!

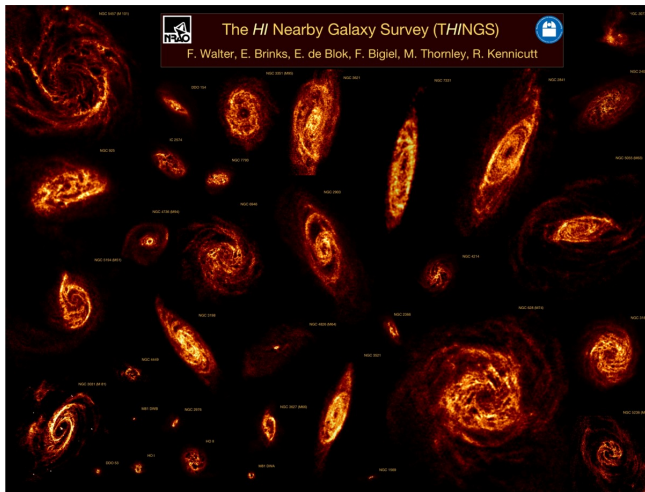
Velocidad - Distancia



- Una vez que tenemos la curva de rotación $\implies$ estructura de la Galaxia.
- Ojo! modelo! rotación circular...error en las distancias
- Estructura espiral
- Ilustración (del National Geographic):



HI en otras Galaxias



<https://www2.mpia-hd.mpg.de/THINGS/Data.html>

Con el VLA (conf B, C y D), 7" y 5 km/s de resolución espectral
34 galaxias observadas con Dist entre 3 y 15 Mpc

Materia oscura

- La línea de 21 cm del HI permite trazar curvas de rotación más allá del disco óptico.
- Las velocidades medidas no disminuyen con el radio, como se esperaría si la masa estuviera solo en las estrellas y gas visible ($v \propto 1/\sqrt{r}$).
- $\Rightarrow$ La curva se mantiene plana $\Rightarrow$ hay más masa de la que vemos $\Rightarrow$ **materia oscura**.

