

Rotação Galáctica

Capítulo 2.3 do livro-texto.

Rotação galáctica

- As órbitas das estrelas e do gás em torno do centro da Galáxia são aproximadamente circulares.
- A rotação é diferencial: estrelas mais próximas ao centro completam suas órbitas em menos tempo do que estrelas mais distantes.

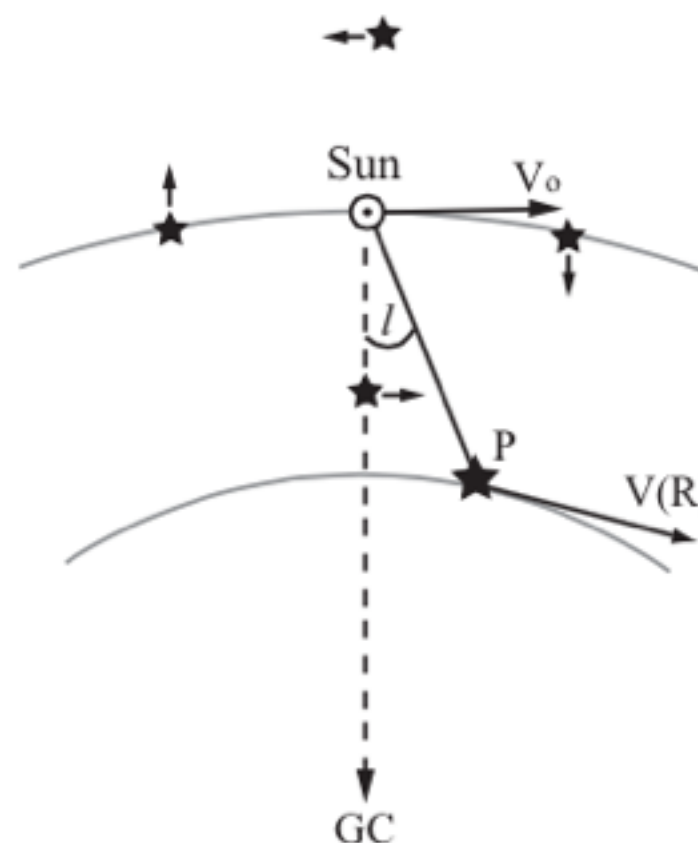


Fig. 2.18. Galactic rotation: stars closer to the Galactic center (GC) pull ahead of us in their orbits, while those further out are left behind. A star at the same Galactocentric radius moves sideways relative to us.

Local Standard of Rest (LSR)

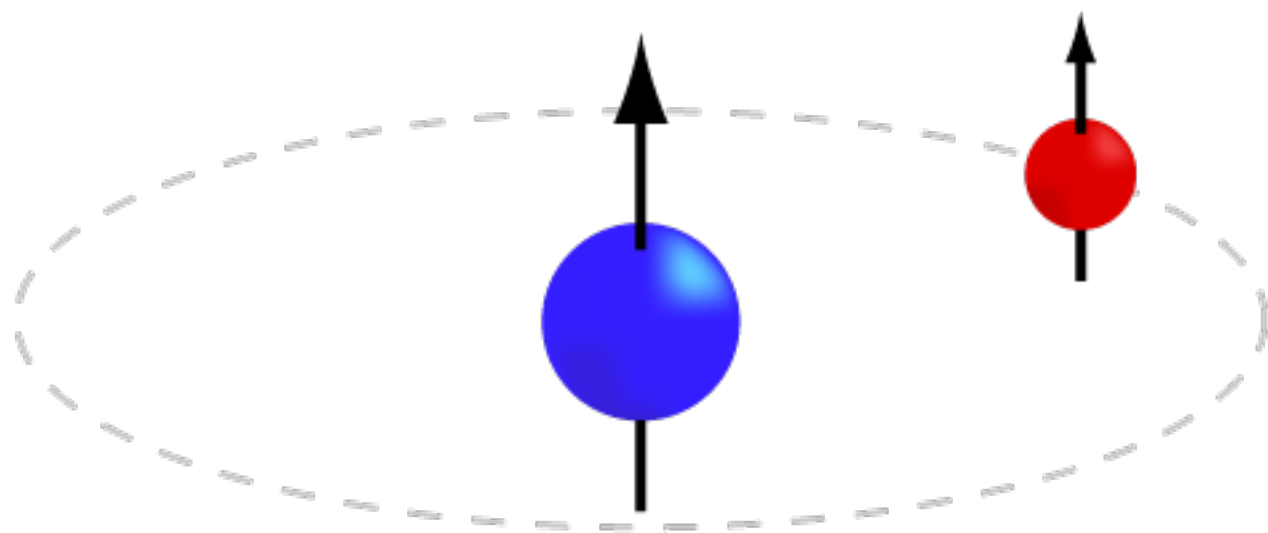
- O padrão local de descanso (LSR em inglês) é definido como o movimento médio das estrelas próximas ao Sol
- Com relação a essa média, o Sol apresenta

$$v_x = 10\text{km/s}, v_y = 5\text{km/s}, v_z = 7 - 8\text{km/s}$$

- Na maior parte das vezes assumimos que a órbita do LSR é circular
 - Recomendação da IAU (1985) é $R_0 = 8.5 \text{ kpc}$ $V_0 = 220 \text{ km s}^{-1}$
 - Valores mais recentes (2007) $R_0 \approx 8 \text{ kpc}$ $V_0 \approx 200 \text{ km s}^{-1}$

Observando o Hidrogênio na Galáxia

- É comumente determinada com as observações da transição de 21cm do H



Um fóton de $\lambda = 21 \text{ cm}$
(1420.405751 MHz) é emitido quando
o spin do elétron muda de paralelo
para anti-paralelo.

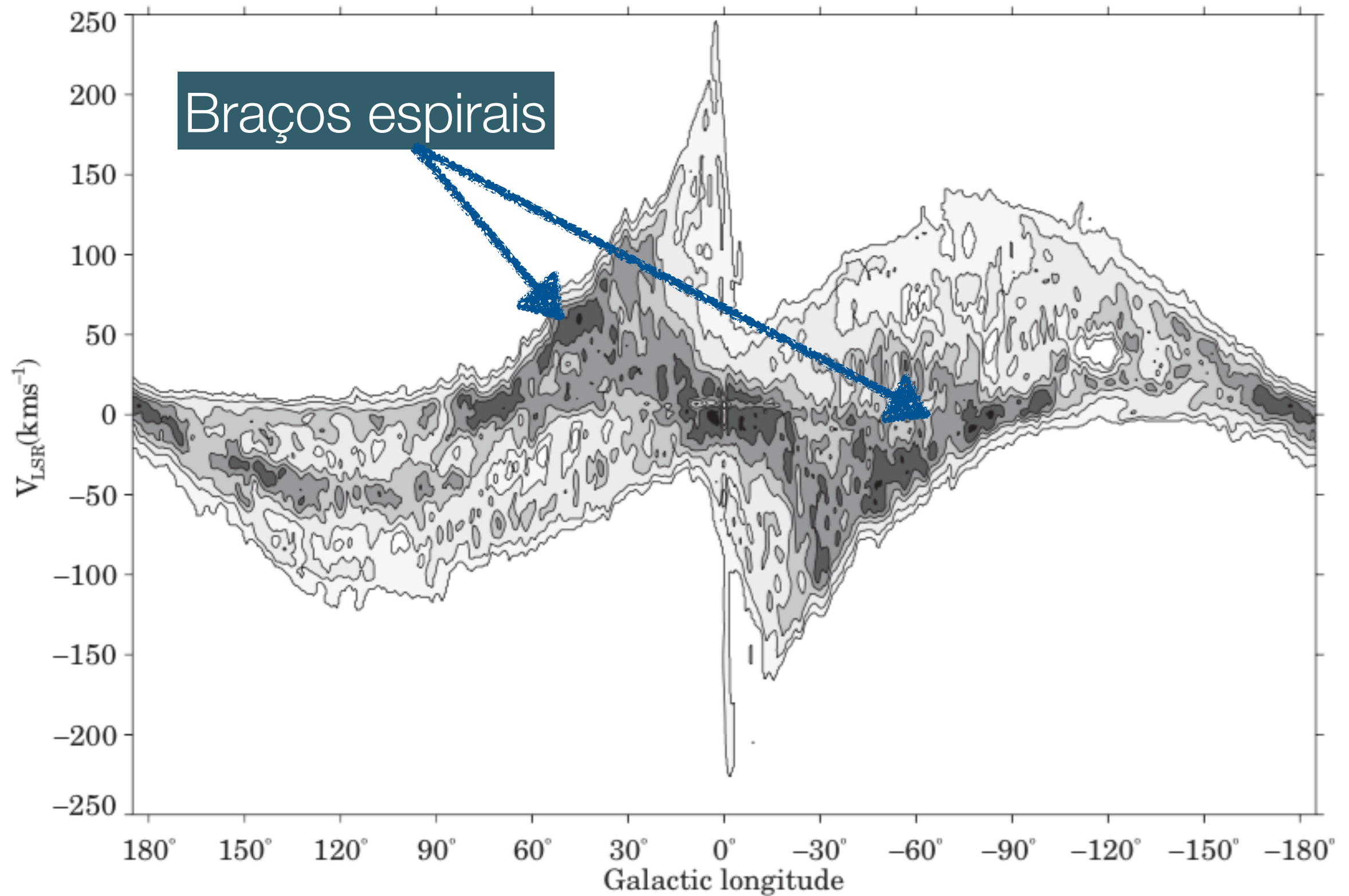


Fig. 2.20. In the plane of the disk, the intensity of 21 cm emission from neutral hydrogen gas moving toward or away from us with velocity V_{LSR} , measured relative to the local standard of rest – D. Hartmann and W. Burton.

Medindo a curva de rotação

- Uma estrela em P se move em relação ao LSR com

$$V_r = V \cos \alpha - V_0 \sin l.$$

- Usando a Lei dos Senos

$$\frac{a}{\sin \hat{A}} = \frac{b}{\sin \hat{B}} = \frac{c}{\sin \hat{C}} = 2r$$

- Chegamos a

$$\sin l / R = \sin(90^\circ + \alpha) / R_0,$$

- e

$$V_r = R_0 \sin l \left(\frac{V}{R} - \frac{V_0}{R_0} \right).$$

Velocidade angular

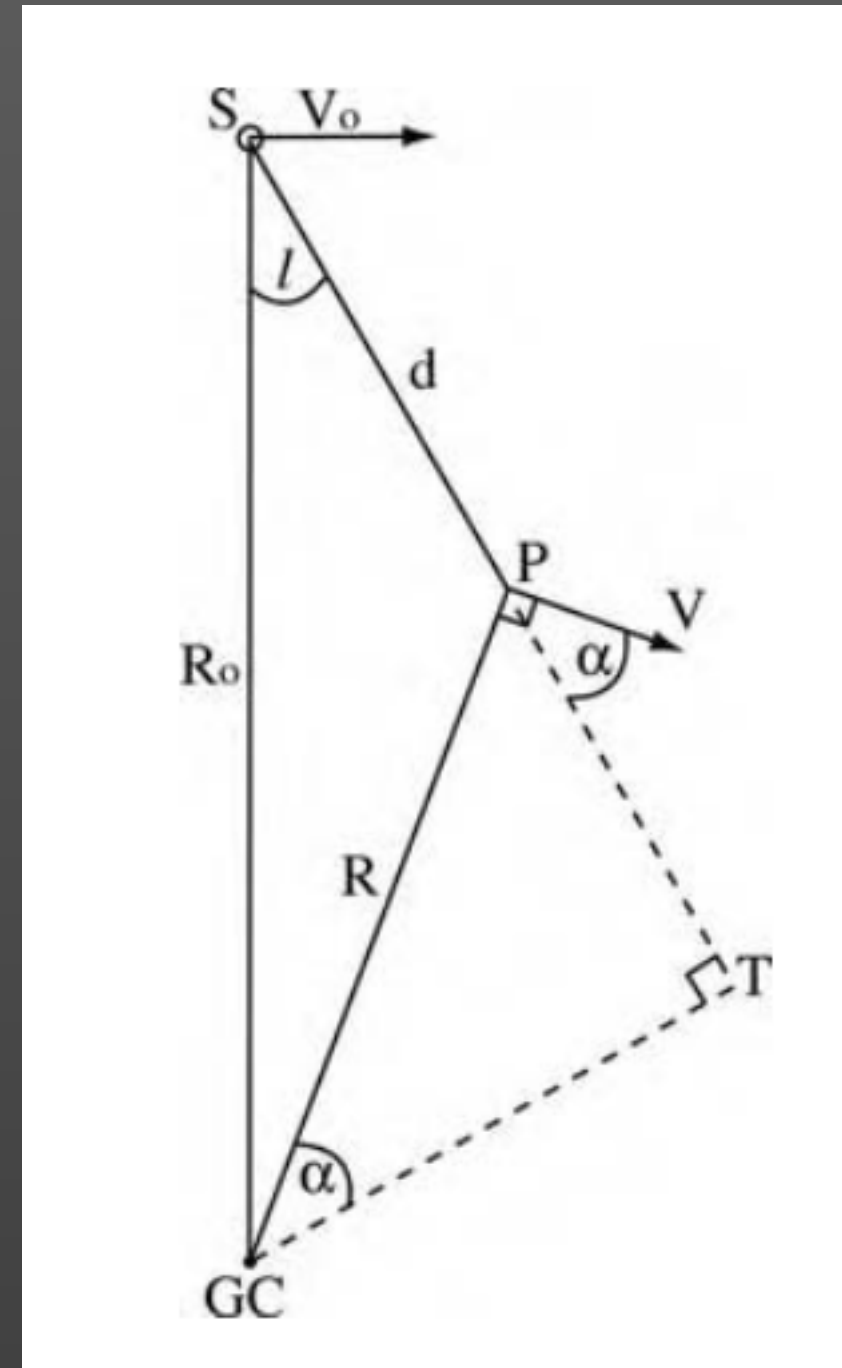


Fig 2.19. Galactic rotation: a star or gas cloud at P with longitude l and Galactocentric radius R , at distance d from the Sun, orbits with speed $V(R)$. The line of sight to P is closest to the Galactic center at the tangent point T.

$$V_r = R_0 \sin l \left(\frac{V}{R} - \frac{V_0}{R_0} \right).$$

$$90^\circ < l < 180^\circ$$

V_r é sempre negativo ($R > R_0$)

$$0^\circ < l < 90^\circ$$

V_r é positivo, a menos das estrelas do outro lado da Galáxia com $R > R_0$

Anti-centro

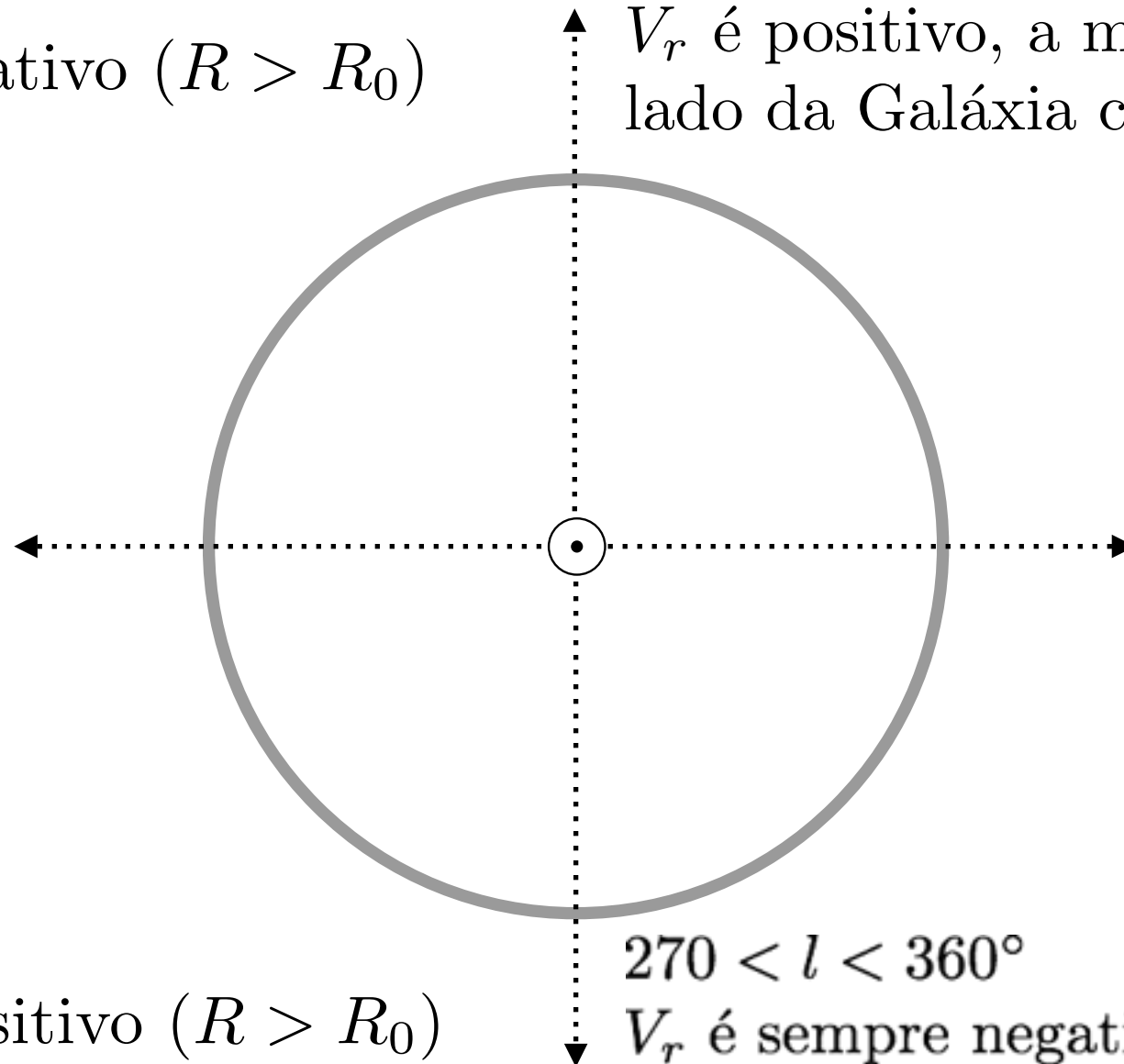
Centro
galáctico

$$180^\circ < l < 270^\circ$$

V_r é sempre positivo ($R > R_0$)

$$270^\circ < l < 360^\circ$$

V_r é sempre negativo exceto estrelas do outro lado da Galáxia com $R > R_0$



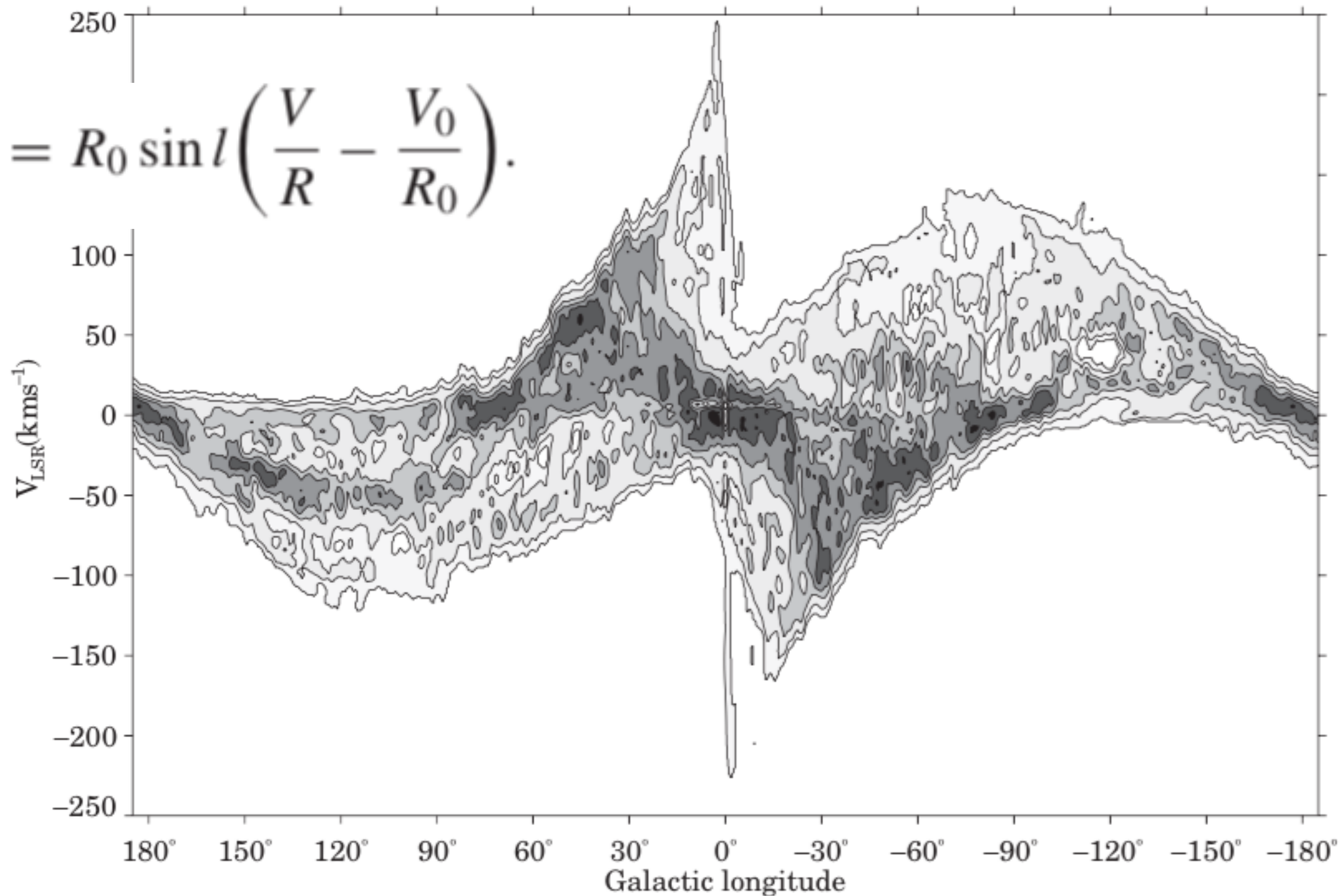
$$0 < l < 90^\circ$$

V_r é positivo, a menos das estrelas do outro lado da Galáxia com $R > R_0$

$$180 < l < 270^\circ$$

V_r é sempre positivo ($R > R_0$)

$$V_r = R_0 \sin l \left(\frac{V}{R} - \frac{V_0}{R_0} \right).$$



$$90 < l < 180^\circ$$

V_r é sempre negativo ($R > R_0$)

$$270 < l < 360^\circ$$

V_r é sempre negativo exceto estrelas do outro lado da Galáxia com $R > R_0$

Curva de rotação da Galáxia

- Para um sistema esférico, a velocidade V em uma órbita circular de raio R está relacionada à massa contida no interior deste raio $\mathcal{M}(<R)$ por

$$\mathcal{M}(<R) = RV^2/G. \quad (2.18)$$

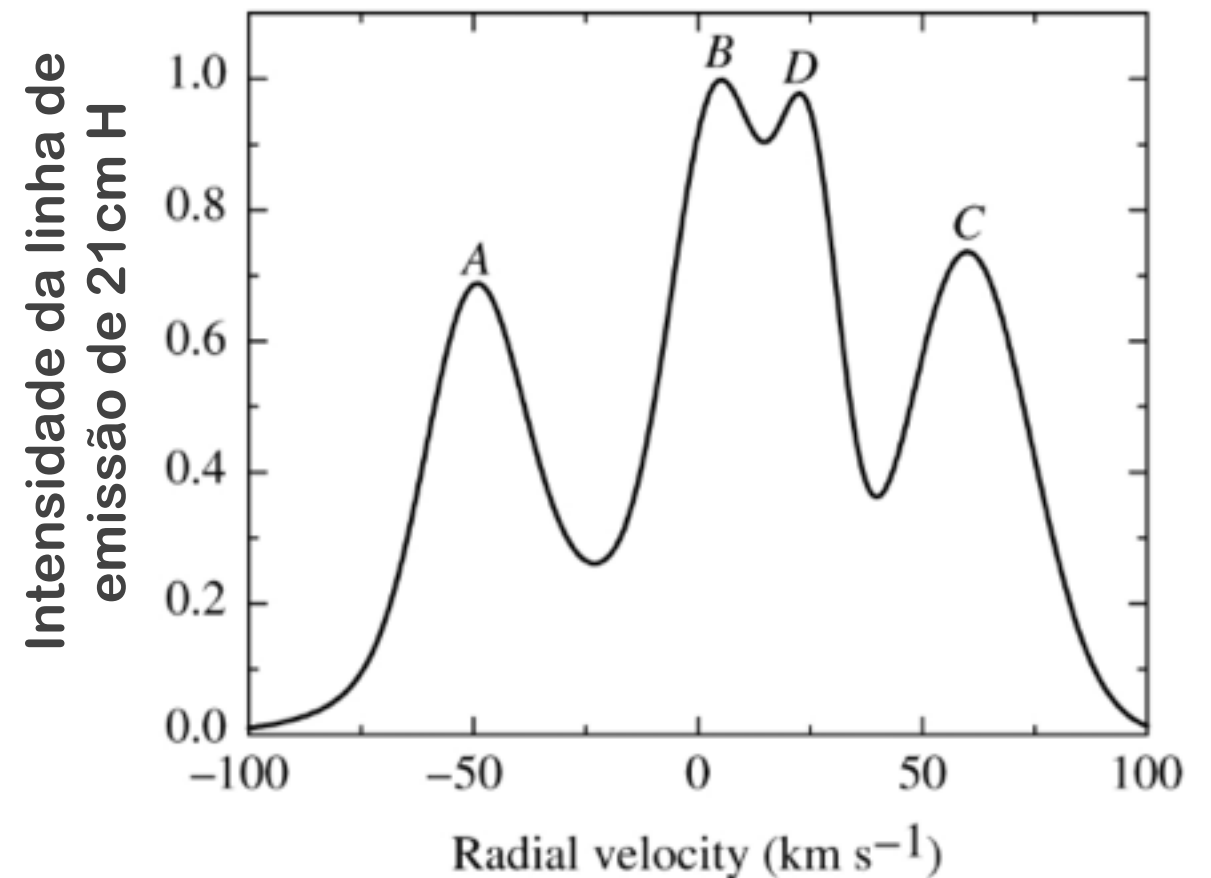
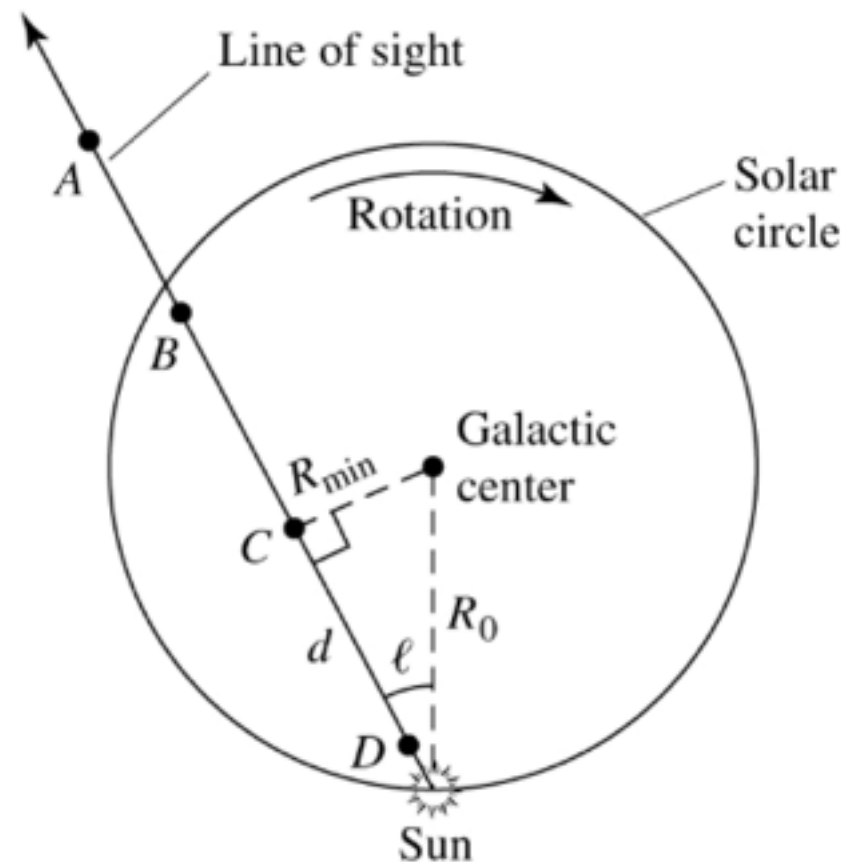
- para R em parsecs, M em massas solares e tempo em mega-anos,

$$G = 4.5 \times 10^{-3}$$

http://euhou.obspm.fr/public/Milky_Way_Rotation_A4.pdf

Método da tangente

- Se soubéssemos a distância até as estrelas para as quais medimos a velocidade radial, poderíamos calcular a curva de rotação da Galáxia
- Para a Galáxia interna ($R < R_0$) usamos o método da tangente



$$R = R_0 \sin l \quad \text{and} \quad V(R) = V_r + V_0 \sin l. \quad (2.17)$$

Galáxia externa

- Precisa-se de associações de estrelas jovens para os quais seja possível fazer paralaxe espectroscópica ou fotométrica
- A velocidade radial é medida a partir das nuvens de gás nos quais essas associações estão embebidas

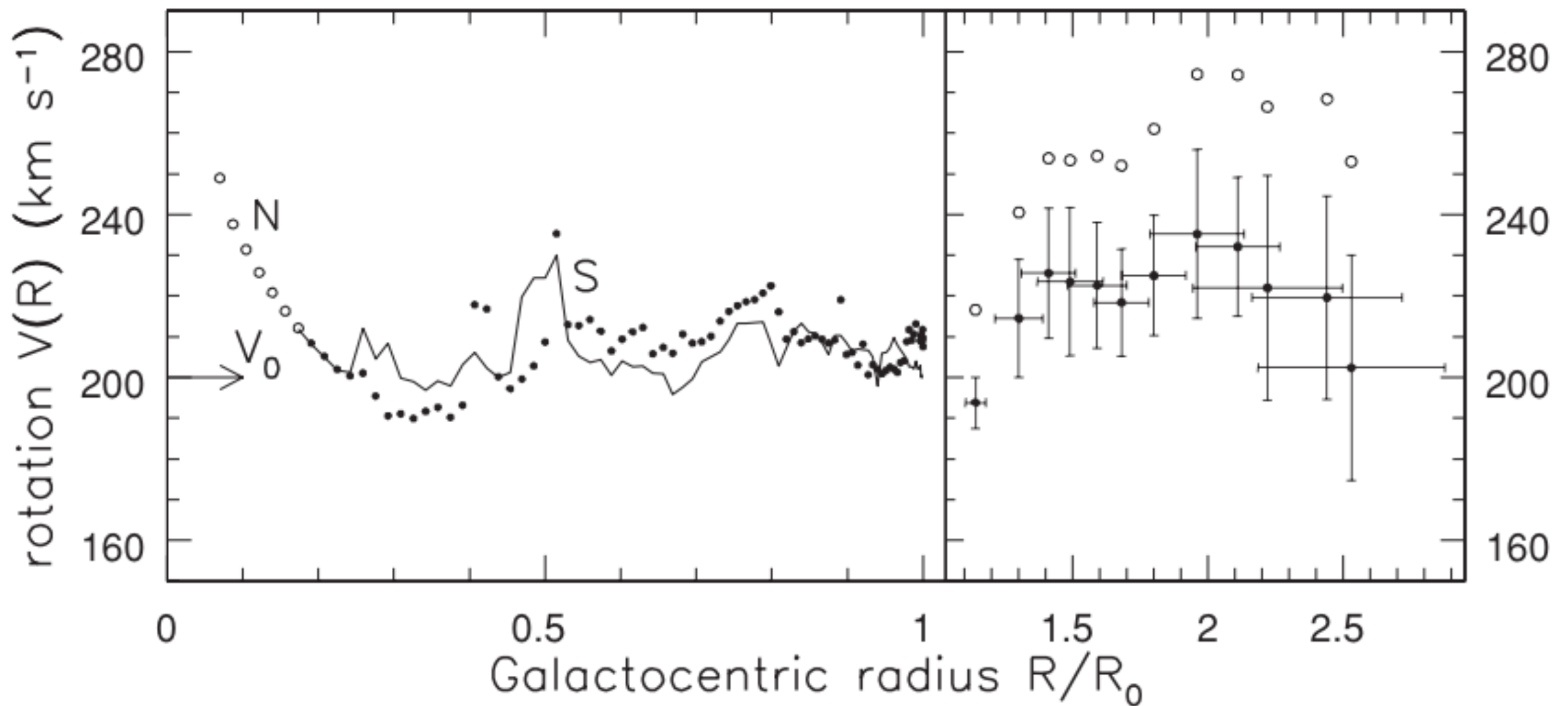


Fig. 2.21. Left, the Milky Way's rotation from the tangent-point method, taking $V_0 = 200 \text{ km s}^{-1}$; dots show velocities of northern HI gas with $l > 270^\circ$; the curve gives results from southern gas at $l < 90^\circ$. The tangent-point method fails at $R \lesssim 0.2R_0$ (open circles) because this gas follows oval orbits in the Galactic bar. Right, the rotation speed of the outer Galaxy, calculated for $V_0 = 200 \text{ km s}^{-1}$ (filled circles) and for $V_0 = 220 \text{ km s}^{-1}$ (open circles); crosses show estimated errors – W. B. Burton and M. Honma.

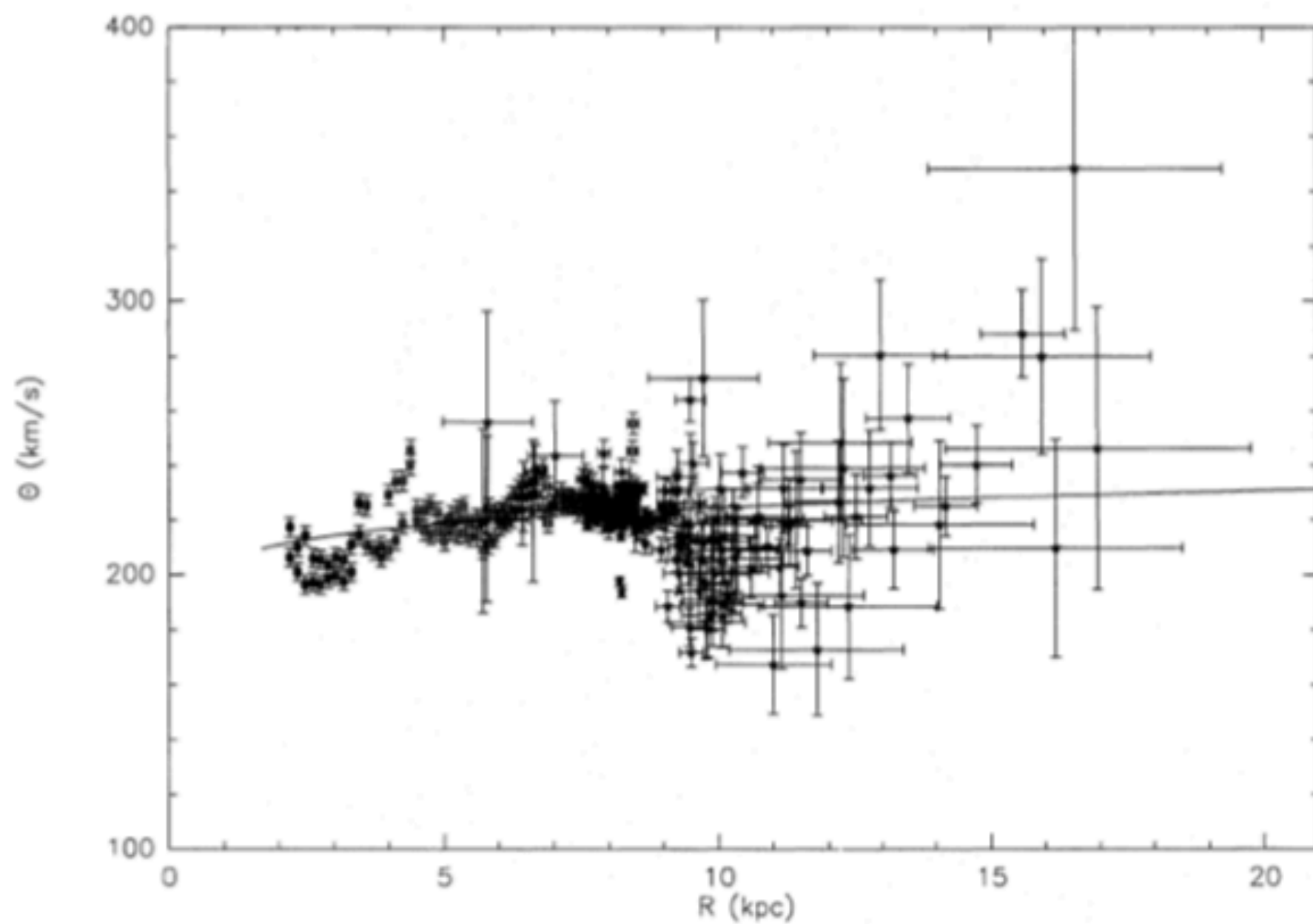
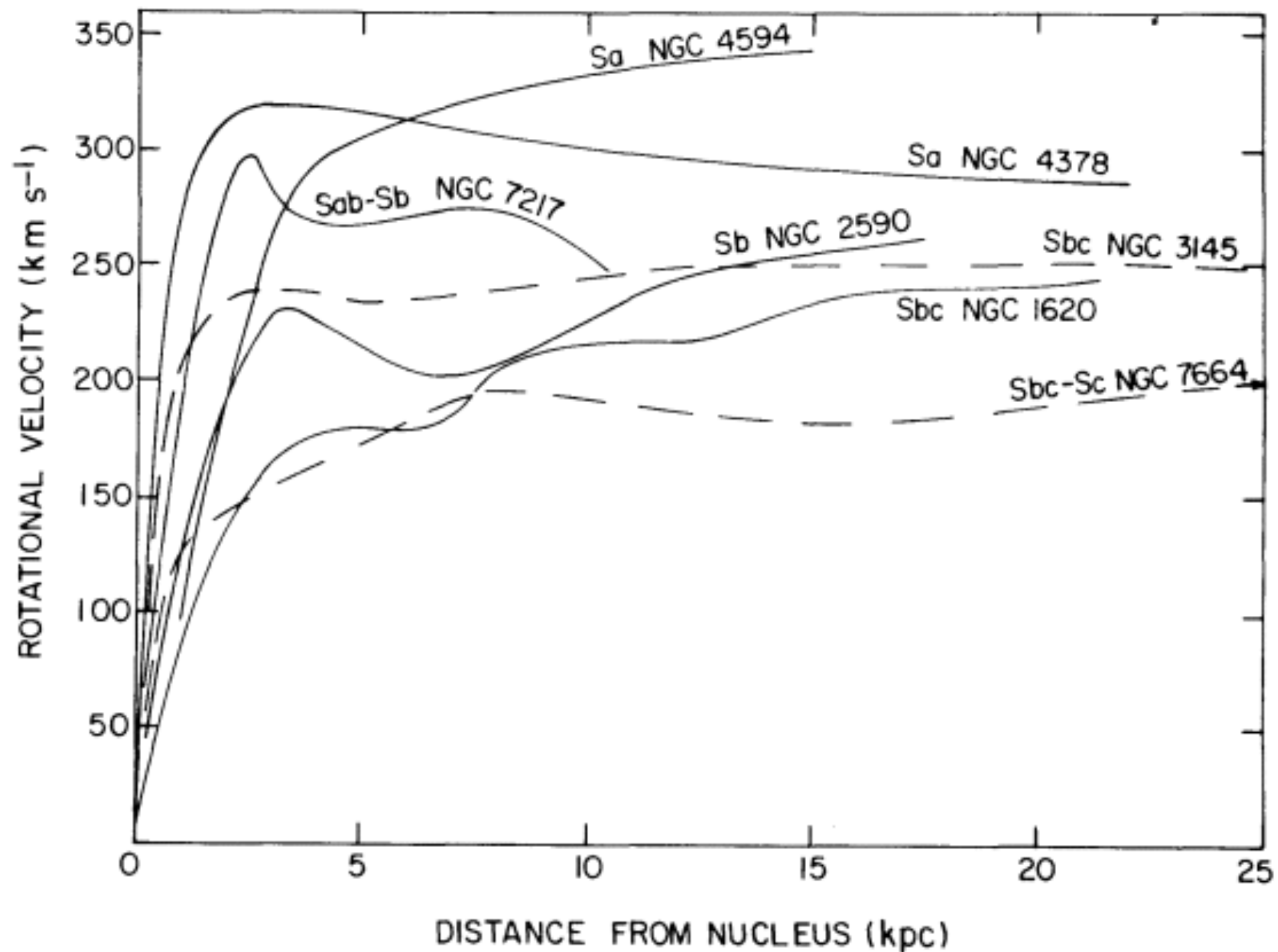


Figure 5. Galactic Rotation Curve (Brand and Blitz 1993)

Matéria Escura na Galáxia

- Lembrando que $\mathcal{M}(<R) = RV^2/G$.
- E como $V(R)$ não cai com a distância, a massa deve crescer quase linearmente com o raio, mesmo além do raio solar onde há menor densidade estelar
- Isso também é observado em outras galáxias espirais
- Assume-se que as galáxias contêm um halo de matéria escura (não emite luz)
- <http://euhou.obspm.fr/public/simu.php>

Curva de rotação para 7 galáxias espirais



Perfis dos Halos de Matéria Escura

- ver seção 7.5 Mo, van den Bosch & White.
- Previsões teóricas (formação de estruturas assumindo perturbações iniciais dadas pela CMB) nos dão como o modelo mais simples realista (r_h = raio de virial):

$$\rho(r) \propto r^{-2} \quad \text{for } r \leq r_h. \quad (7.135)$$

- A partir de simulações de N-corpos, temos o perfil de Navarro-Frenk-White (1996, 1997)

$$\rho(r) = \rho_{\text{crit}} \frac{\delta_{\text{char}}}{(r/r_s)(1 + r/r_s)^2} \quad (\text{NFW profile}). \quad (7.138)$$

Core-cusp problem

<http://inspirehep.net/record/1276088/plots>

<https://ned.ipac.caltech.edu/level5/Sept13/Silk/Silk4.html>

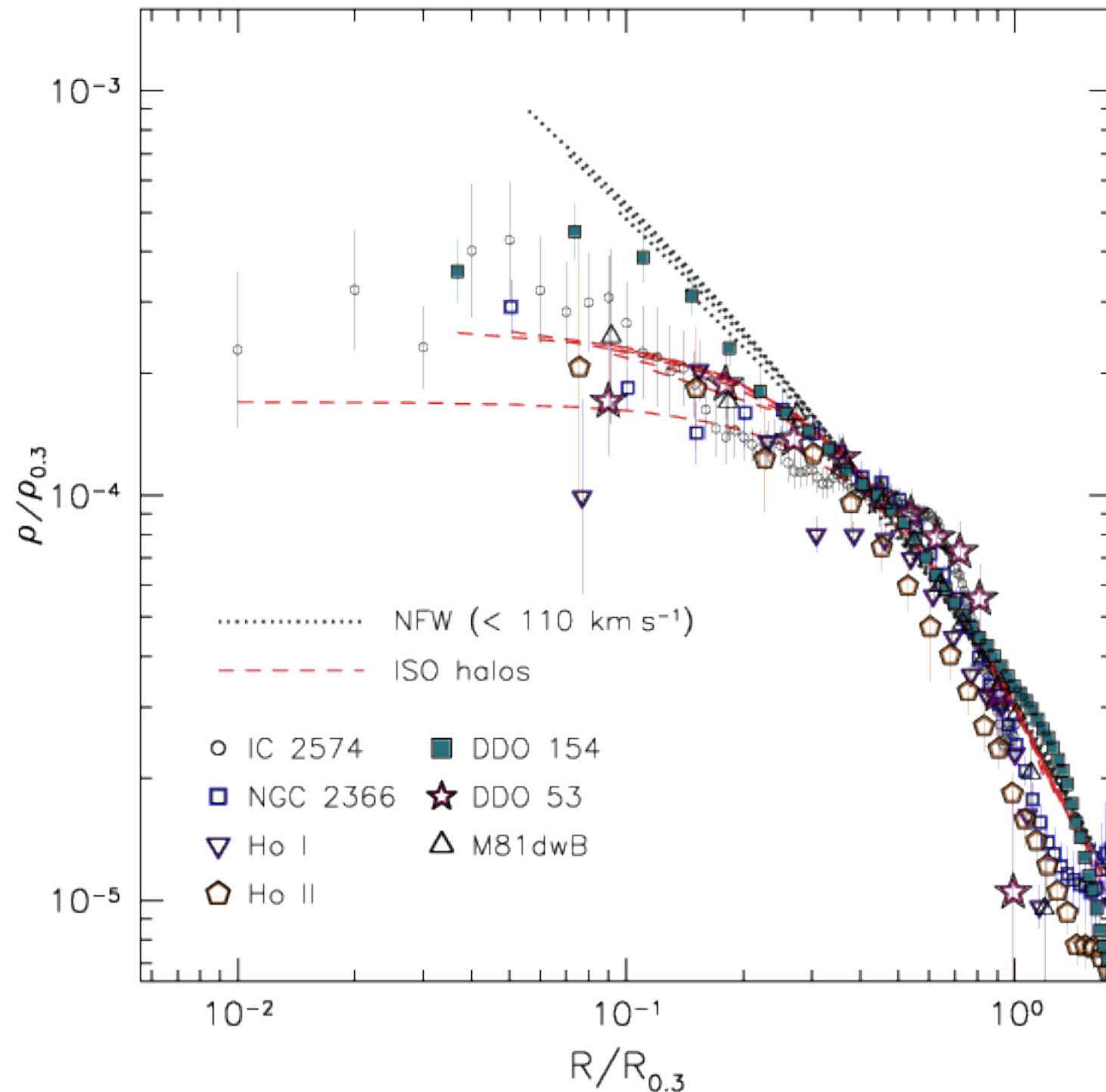
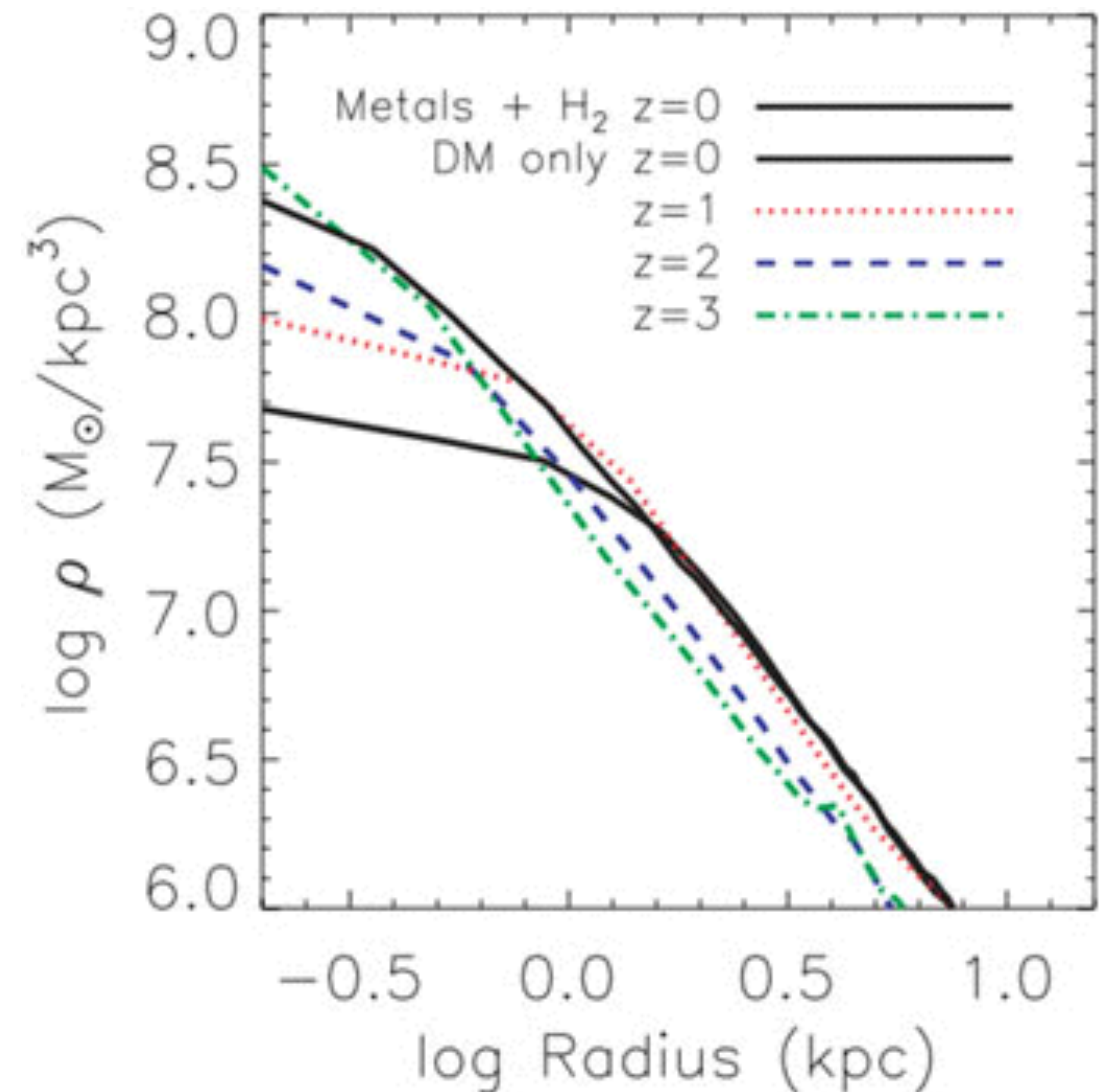
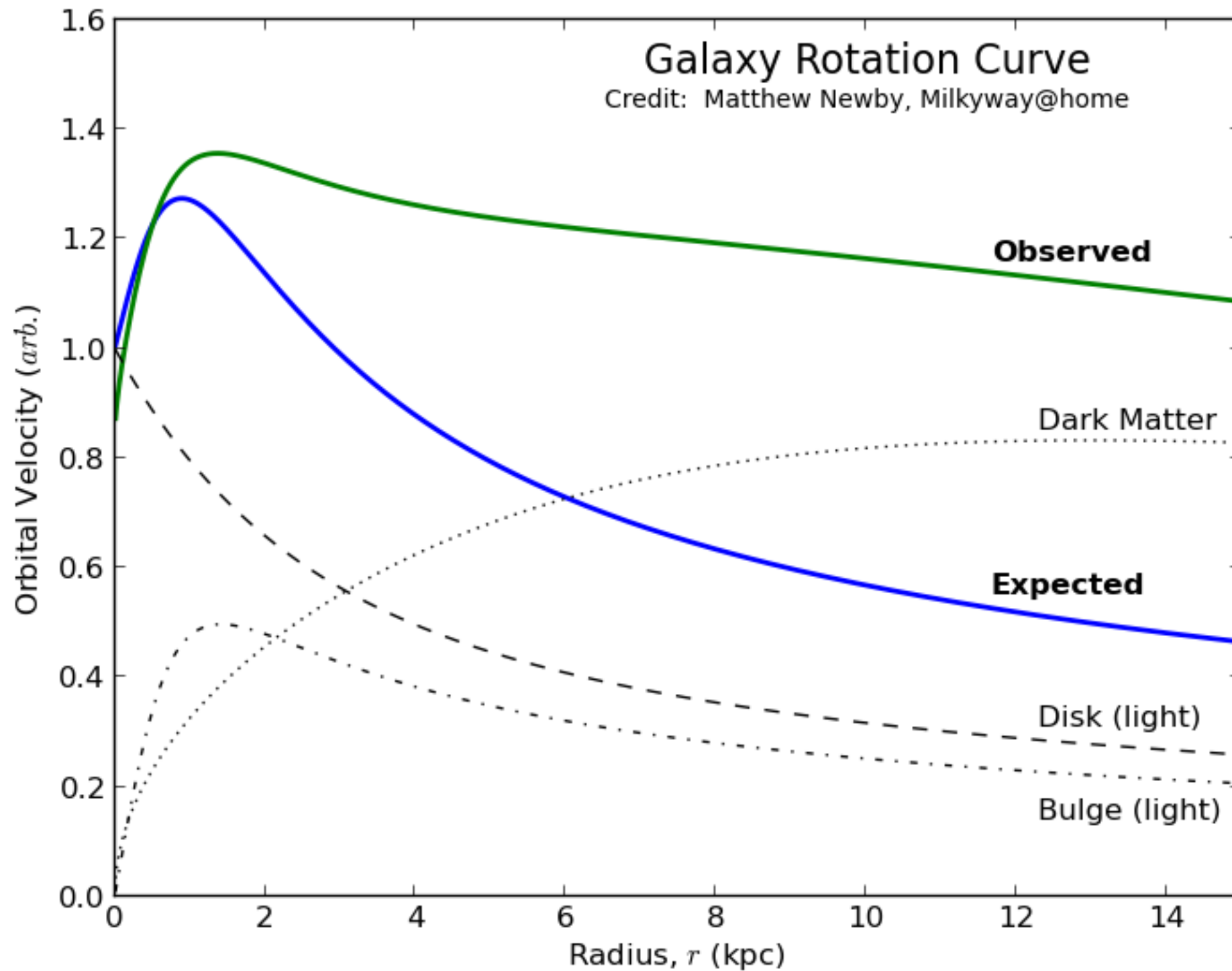


Figure 13. The DM density profile of a simulated dwarf galaxy at different redshifts. In the DM only simulation, the galaxy retains its cuspy profile, whereas in the run with repeated outflows a shallow inner profile is formed by $z = 0$. Figure from [70].



$$\mathcal{M}(<R) = RV^2/G.$$

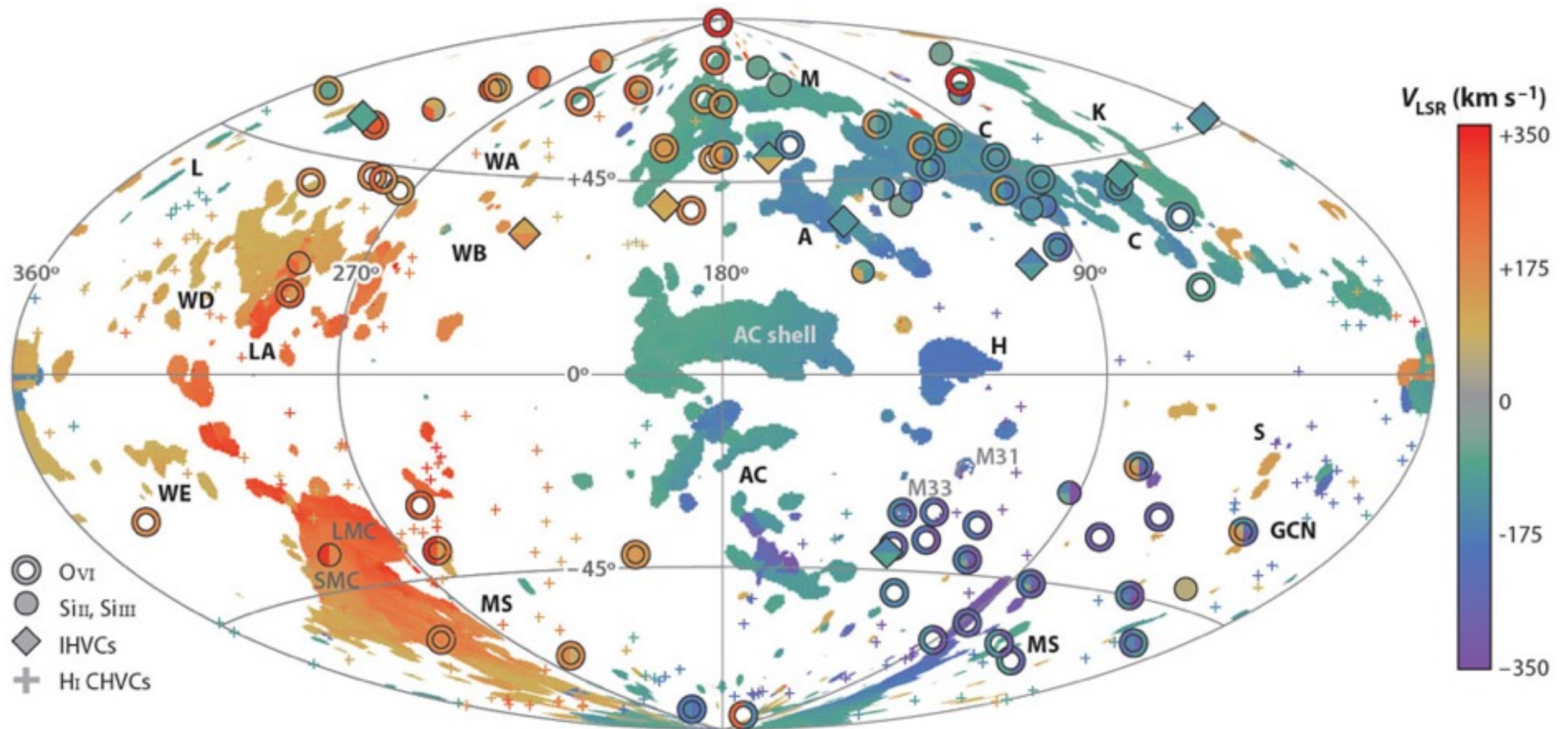


Meteorologia da Galáxia: o gás interestelar

Capítulo 2.4

Meio Interestelar (MIE)

- corresponde a menos de 10% da massa bariônica da Galáxia
- dá a Galáxia várias de suas características morfológicas: braços espirais, regiões de formação estelar...
- gás é aquecido e ionizado por radiação estelar, é posto em movimento por fortes ventos estelares ou ondas de choque de SN, ou pela passagem através dos braços espirais
- assim como a atmosfera da Terra, o MIE é um sistema complexo, onde tem-se que levar em considerações fatores como campo magnético, pressão do gás, pressão dos raios cósmicos...
- com raras exceções, as distâncias são apenas distâncias cinemáticas, i.e., dependem de uma $V(R)$ já conhecida



Putman, M.E. et al. 2012.
Annu. Rev. Astron. Astrophys. 50:491–529.

Estruturas

Nuvens de alta velocidade

Estruturas

- o MIE é turbulento e cheio de estruturas
- estrelas nascem em nuvens moleculares densas e frias, tipicamente de alguns parsecs de distância



Nebulosa da cabeça do cavalo (Bernard 33)

Estruturas

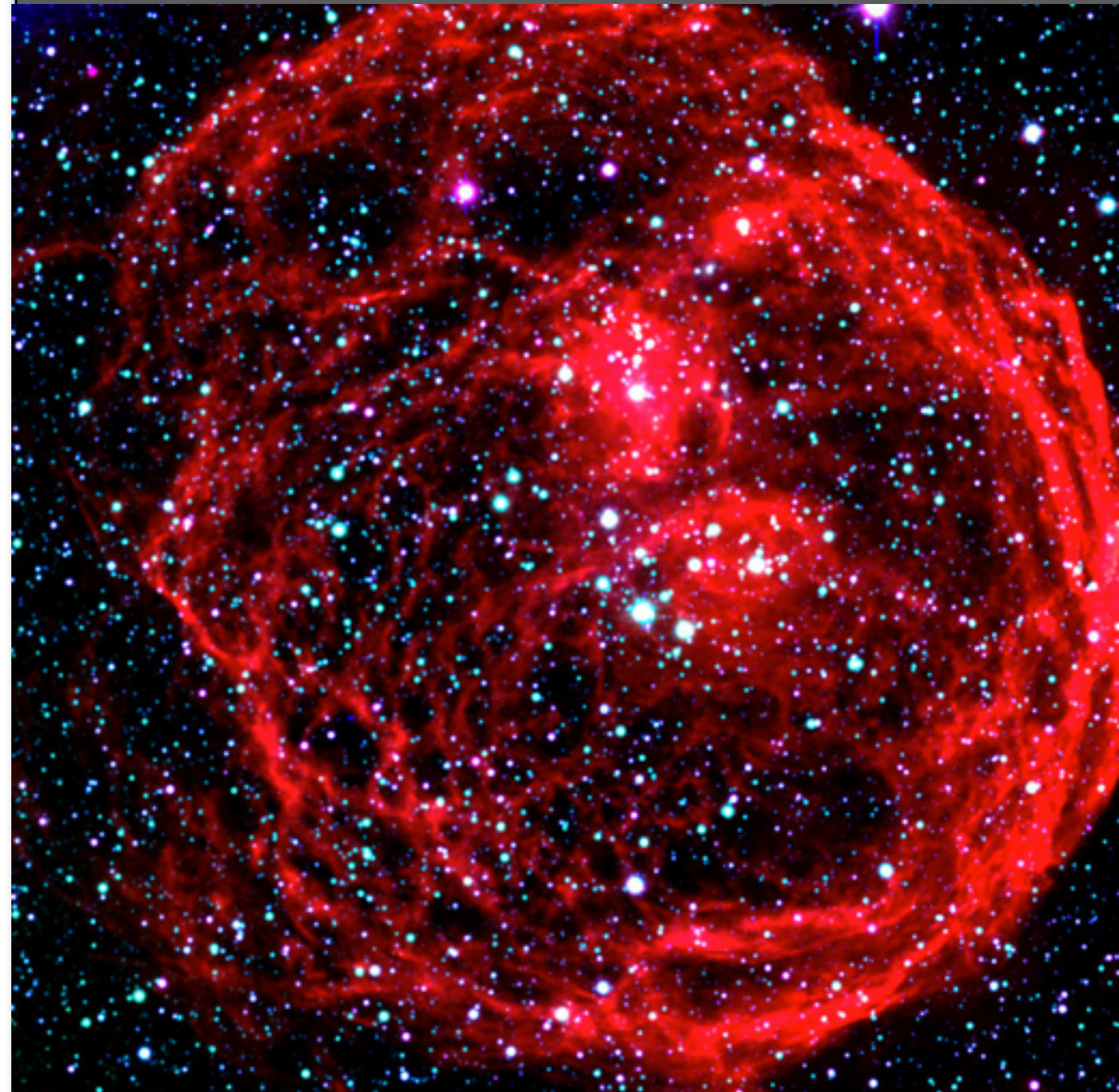
- ventos estelares de estrelas jovens e ondas de choque de supernovas injetam grande quantidade de energia nos arredores (turbulência hipersônica)
- quando as primeiras estrelas começam a brilhar, quebram o H_2 em H e ioniza o $H \Rightarrow$ região HII
- o gás é aquecido a $\sim 100000K$, a pressão sobe $\sim 1000x$, expande empurrando o gás frio a velocidades supersônicas (champagne flow)



Região HII NGC604, na Galáxia do Triângulo

Estruturas

- as estruturas resultantes podem ser vistas bolhas de gás quente, observadas por satélites de raios-X e regiões turbulentas vistas em mapas de rádio telescópios.



Superbolha Henize70, na Grande Nuvem de Magalhães

Meio interestelar

- Constituintes: gás (neutro, ionizado e molecular), poeira, raios cósmicos
- É um meio multi-fase, dependendo do constituinte em questão, da temperatura e densidade. Fases (onde mecanismos de aquecimento e resfriamento estão em equilíbrio; Field, Goldsmith & Habing 1969; McKee & Ostriker 1977):
 - frio: $T < 300\text{K}$, HI e H₂
 - morno: $T \sim 10^4\text{K}$, gás neutro rarefeito e ionizado
 - quente: $T \sim 10^6\text{K}$ gás ionizado, aquecido por SN
- As pressões térmicas das três fases estão aproximadamente em equilíbrio
- Além de gravidade, devemos considerar pressão do gás, forças magnéticas, pressão de raios cósmicos...

Meio interestelar

- Bastante rarefeito:
 - regiões densas $\Rightarrow 10^6$ moléculas por $\text{cm}^3 \Rightarrow$ nuvens moleculares gigantes
 - regiões quentes $\Rightarrow 10^{-4}$ íons por cm^3
 - ar $\Rightarrow 10^{19}$ moléculas por cm^3
 - vácuo de laboratório $\Rightarrow 10^{10}$ moléculas por cm^3
 - contraste *denso* - *rarefeito* maior do que diferença entre água e ar
- Massa:
 - 99% gás (70% H, 28% He, 2% metais)
 - 1% poeira
- Campo magnético: 0.5nT perto do Sol, maior em raios menores, e metade disso em $2R_{\text{sun}}$

Observando o MIE

- Linhas de emissão ou espectro de contínuo (corpo negro)
- Em densidades baixas, observam-se as chamadas “linhas proibidas”, que deveriam se chamar *linhas menos prováveis*, são transições mais lentos:
 - um elétron de H leva cerca de 10^{-8} s para pular do nível 3 para 2, mas para as transições proibidas leva cerca de 1s
 - altamente sensíveis a densidade e temperatura do gás
 - são identificadas por colchetes, ex, [OIII] em 500.7nm.
- 21cm: transição hiperfina do H, resultante do acoplamento entre o spin nuclear e o do elétron; leva 11Myr pra ocorrer (!!!)
- gás quente emissor de raio-X ($T \sim 10^7$ K) preenche os espaços entre nuvens mais frias e densas, e deve estar escapando da Galáxia

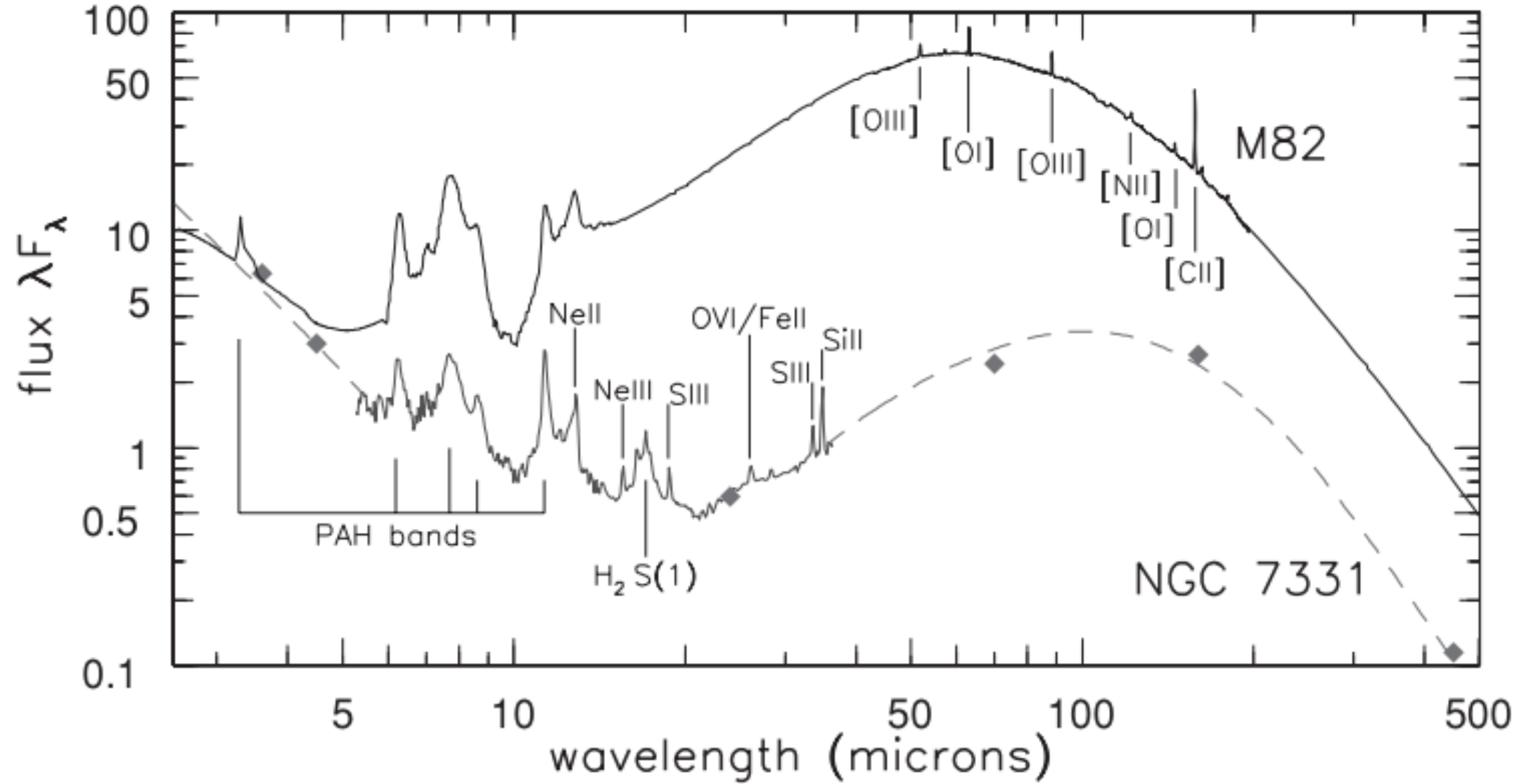


Fig. 2.24. Infrared spectra of Sb spiral galaxy NGC 7331 and starburst galaxy M82. Equal heights in λF_λ correspond to equal energy radiated per decade in frequency. For wavelengths of atomic lines, see Table 1.7; PAHs emit shortward of $30 \mu\text{m}$; emission from large dust grains peaks near $100 \mu\text{m}$ – J. D. Smith, D. Dale, and A. Li: Spitzer Space Telescope; G. Lagache: ISO.

Radiação do MIE

- transições vibracionais moleculares emitem linhas com alguns microns, transições rotacionais emitem em milímetros
- a molécula H_2 , a mais abundante, é muito difícil de ser observada; emite significativamente apenas em T acima de $\sim 1000K$ (precisa haver uma fonte de UV “atrás” da nuvem molecular)
- a molécula mais abundante depois do H_2 é a CO , com transições rotacionais importantes em 1.3 e 2.6mm que requerem apenas $T \sim 10-20K$ pra serem excitados; a razão X_{CO} entre H_2 e CO é relativamente constante na Galáxia
- boa parte do gás molecular pode estar “escondido”, pois boa parte deste é opticamente espesso
- gás ionizado em regiões HII são detectados em rádio (emissão free-free, $T \sim 10^4K$; bremsstrahlung térmico, espalhamento de elétrons livres)

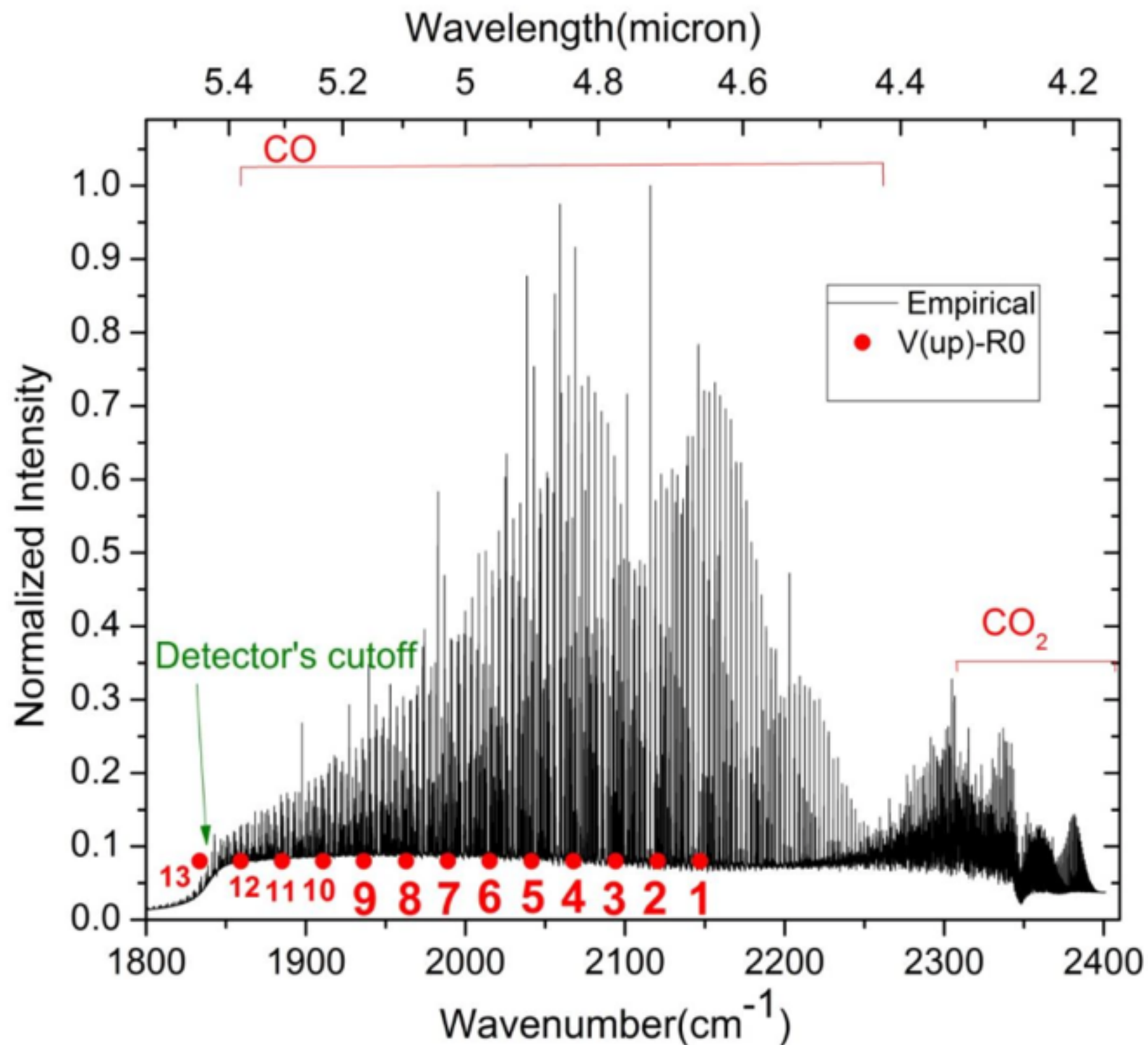


Figure 7. Microwave discharge spectrum of CO and CO₂. with the positions of R0 for vibrational states of CO up to V = 13 (with $\Delta V = -1$) are indicated by solid circular symbols.

Mapeando o gás na nossa Galáxia

- H I -> 21cm (opticamente espesso nas partes mais centrais da Galáxia)
- H₂ -> Difícil de ser observado (emissão mais provável em 20 micron, Freq. THz)
- CO -> observado em 0,98, 1,3 e 2,6 mm (Freq. GHz) - estima-se que há 1 molécula de CO para 10^4 de H₂.

Disco inclinado, queda de densidade
do H₂, órbitas não circulares, barra?

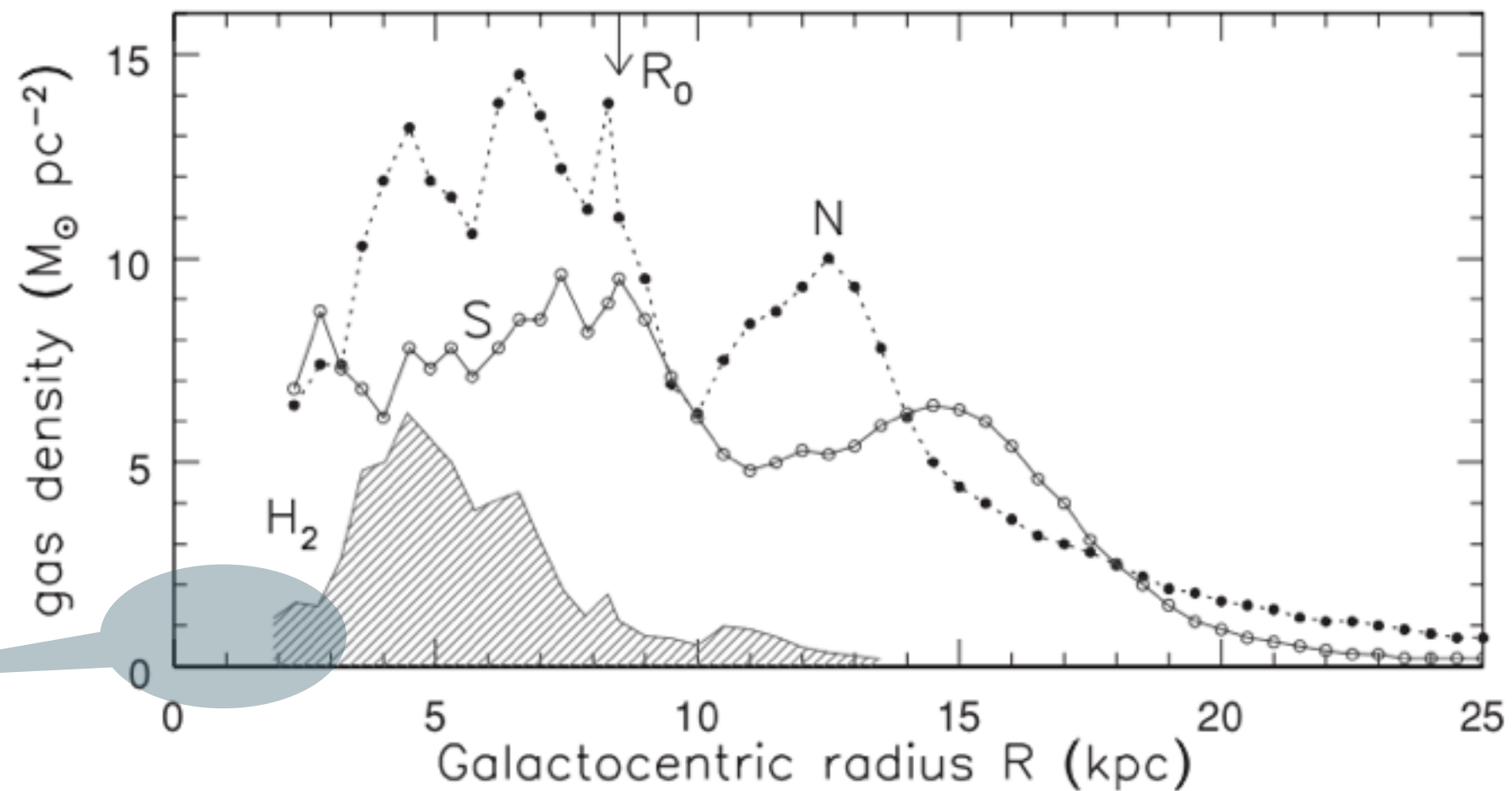


Fig. 2.22. The surface density of neutral hydrogen, as estimated separately for the northern ($0 < l < 180^\circ$; filled dots) and southern ($180^\circ < l < 360^\circ$; open circles) halves of the Galaxy. Within the solar circle, the density is sensitive to corrections for optical thickness; outside, it depends on what is assumed for $V(R)$. The shaded region shows the surface density of molecular hydrogen, as estimated from the intensity of CO emission – W. Burton and T. Dame.

Quase todo H₂, mas menos do que metade do H I está dentro da órbita solar. Gás molecular está acumulado em um anel de 4 kpc. Perto do Sol, CO se acumula dentro de 80 pc do plano do disco, H I é cerca de 2 vezes mais espesso. Gás e poeira estão concentrados próximos aos braços espirais. Acima de 1-2 kpc, quase todo gás é quente ou morno.

Multi-fase (ver discussão no livro-texto em 2.4.2)

Table 2.4 A ‘zeroth-order’ summary of the Milky Way’s interstellar medium (after J. Lequeux)

<i>Component</i>	<i>Description</i>	<i>Density</i> (cm ⁻³)	<i>Temperature</i> (K)	<i>Pressure</i> (p/k_B)	<i>Vertical extent</i>	<i>Mass</i> ($M_\odot$)	<i>Filling factor</i>
Dust grains						10 ⁷ –10 ⁸	Tiny
large $\lesssim 1\ \mu\text{m}$	Silicates, soot		~ 20		150 pc		
small $\sim 100\ \text{\AA}$	Graphitic C		30–100				
PAH < 100 atoms	Big molecules				80 pc		
Cold clumpy gas	Molecular: H ₂	> 200	< 100	Big	80 pc	(2) $\times 10^9$	<0.1%
	Atomic: HI	25	50–100	2 500	100 pc	3 $\times 10^9$	2%–3%
Warm diffuse gas	Atomic: HI	0.3	8 000	2 500	250 pc	2 $\times 10^9$	35%
	Ionized: HII	0.15	8 000	2 500	1 kpc	10 ⁹	20%
HII regions	Ionized: HII	1–10 ⁴	$\sim 10\,000$	Big	80 pc	5 $\times 10^7$	Tiny
Hot diffuse gas	Ionized: HII	~ 0.002	$\sim 10^6$	2 500	~ 5 kpc	(10 ⁸)	45%
Gas motions	$\frac{3}{2}\langle\rho_{\text{HI}}\rangle\sigma_r^2$	$\langle n_{\text{H}}\rangle \sim 0.5$	10 km s ⁻¹	8 000			
Cosmic rays	Relativistic	1 eV cm ⁻³		8 000	~ 3 kpc	Tiny	
Magnetic field	$B \sim 5\ \mu\text{G}$	1 eV cm ⁻³		8 000	~ 3 kpc		
Starlight	$\langle\nu h_{\text{p}}\rangle \sim 1\ \text{eV}$	1 eV cm ⁻³			~ 500 pc		
UV starlight	11–13.6 eV	0.01 eV cm ⁻³					

Note: () denotes a very uncertain value. Pressures and filling factors refer to the disk midplane near the Sun; notice that the pressures from cosmic rays, in magnetic fields, and the turbulent motions of gas clouds are roughly equal.

Astronomia

“Experimental”

Voyager 1 “chegou” ao meio interestelar em Agosto de 2012 (heliopausa = limite teórico onde a pressão do vento solar e do meio interestelar se igualam)

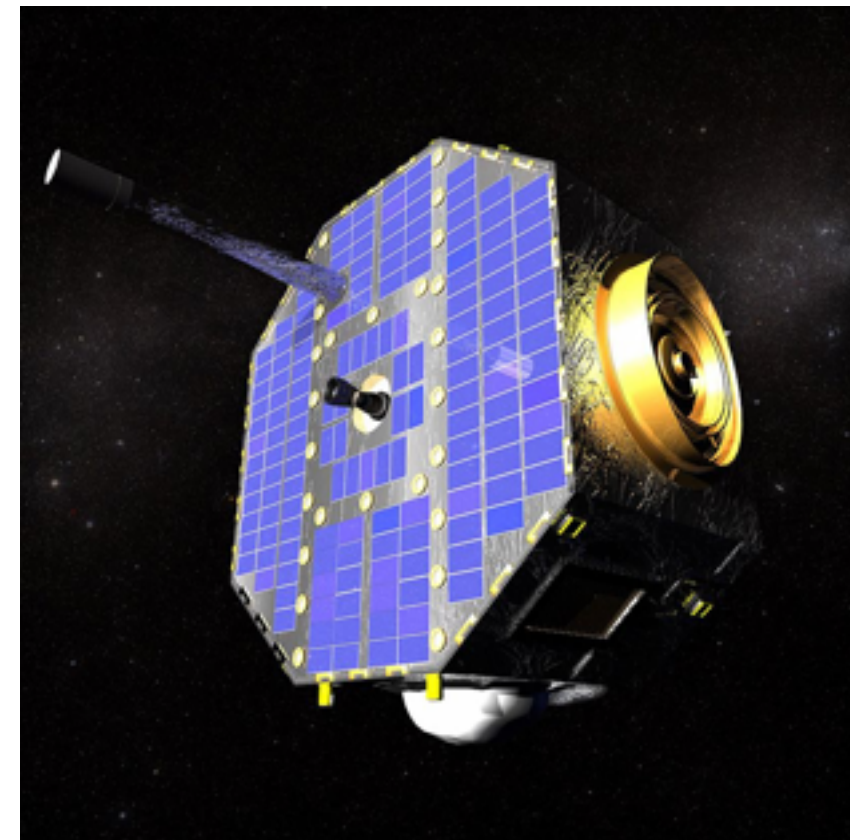


Voyager 1 (1977 - 2025)

<http://voyager.jpl.nasa.gov/imagesvideo/video.html>

IBEX (Interstellar Boundary Explorer) (2008 -

<https://www.nasa.gov/multimedia/videogallery/index.html>



Mecanismos de aquecimento

- Energia é adicionada ao MIE por radiação estelar, colisão com raios cósmicos, ou mecanicamente por
 - explosões SN
 - ventos estelares
 - expansão de regiões HII
 - perturbações magneto-hidrodinâmicas (rotação Galáctica, remanescentes de supernovas)
- Resfriamento ocorre por emissão de fótons (de-excitação)

Mecanismos de resfriamento

Table 2.5 Main processes that cool the interstellar gas

<i>Temperature</i>	<i>Cooling process</i>	<i>Spectral region</i>
$>10^7$ K	Free-free	X-ray
10^7 K $< T < 10^8$ K	Iron resonance lines	X-ray
10^5 K $< T < 10^7$ K	Metal resonance lines	UV, soft X-ray
8000 K $< T < 10^5$ K	C, N, O, Ne forbidden lines	IR, optical
Warm neutral gas: ~ 8000 K	Lyman- α , [OI]	1216 Å, 6300 Å
100 K $< T < 1000$ K	[OI], [CII], H ₂	Far IR: 63 μ m, 158 μ m
$T \sim 10-50$ K	CO rotational transitions	Millimeter-wave

Formação de estrelas

- Gravidade causa colapso de uma nuvem de gás se esta exceder o comprimento de Jeans

$$\lambda_J = c_s \sqrt{\frac{\pi}{G\rho}};$$

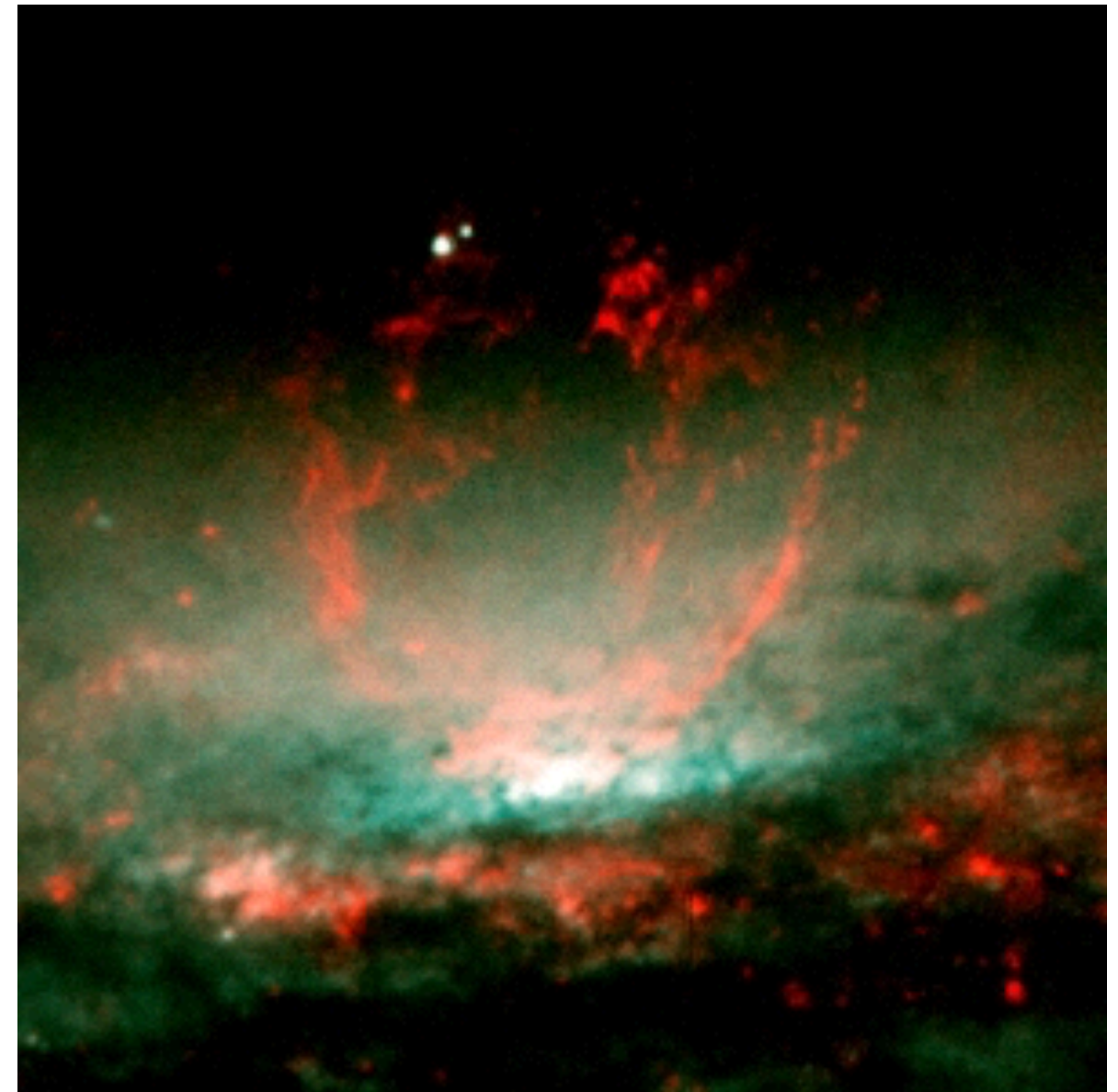
c_s is the sound speed $c_s^2 = k_B T / (\mu m_H)$, and μm_H is the mean molecular mass.

- Massa dentro desse raio é dada por:

$$\begin{aligned} \mathcal{M}_J &\equiv \frac{\pi}{6} \lambda_J^3 \rho = \left(\frac{1}{\mu m_H} \right)^2 \left(\frac{k_B T}{G} \right)^{3/2} \left(\frac{4\pi n}{3} \right)^{-1/2} \frac{\pi^3}{3\sqrt{3}} \\ &\approx 20 \left(\frac{T}{10 \text{ K}} \right)^{3/2} \left(\frac{100 \text{ cm}^{-3}}{n} \right)^{1/2} \mathcal{M}_\odot. \end{aligned} \quad (2.24)$$

Equilíbrio entre temperatura e densidade

- Conforme H I esfria e é comprimido ao passar pelos braços -> forma H₂ e grãos -> esfria -> contrai -> formação de estrelas
- Estrelas jovens -> UV -> quebra de H₂ remanescente -> aquecimento do MIE
- SN e ventos estelares também contribuem para parar a formação estelar. Em Starbursts vê-se Superwinds.
- Mas SN podem também comprimir gás ao redor do sistema provocando uma cadeia de novas formações estelares



The galactic superwind in NGC 3079.
<https://ast.leeds.ac.uk/research/stellar-winds-galactic-superwinds-shocks/>

Lei de Kennicutt-Schmidt

Figure 19. Kennicutt–Schmidt relation comparing the observed star formation rate surface density and gas mass surface density. NGC 6334 is the blue box and the error bars correspond to the uncertainty in the mass estimates of the YSO population and the molecular cloud. Orion is shown as a red filled triangle with corresponding errors bars at the star formation rate surface density derived with our method. Low-mass star-forming regions from Spitzer's c2d and GBS programs are plotted as filled black circles. W43 and G035.39, two Galactic massive star-forming regions identified as prototypical "mini-starbursts" (Motte et al. 2012), are plotted as green stars. The open triangles show a sample of normal spiral galaxies and the open boxes show starburst galaxies. The line marks the Kennicutt–Schmidt relation with $\alpha = 1.4$. The vertical offset between the extragalactic and the Galactic star-forming regions likely results from the beam of extragalactic observations being diluted by non-star-forming gas.

