

# EVOLUÇÃO DE ESTRELAS E GALÁXIAS

Walter J. Maciel



Departamento de Astronomia  
IAG/USP

<http://www.astro.iag.usp.br/~maciel>



I – ESTRELAS  
II – GALÁXIAS  
PARA SABER MAIS

# PARTE II – GALÁXIAS

1. A Via Láctea: Introdução histórica
2. Observações
3. Componentes da Galáxia
4. Estrutura Galáctica
5. Populações estelares
6. Galáxias: Tipos morfológicos
7. Aglomerados de galáxias
8. Formação e evolução de galáxias

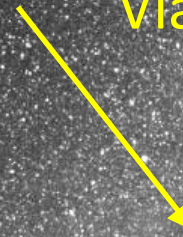
# 1. A Via Láctea: Introdução histórica

- A Via Láctea na história
- Modelos iniciais
- O modelo atual da Galáxia



- A Via Láctea na história

Via Láctea







Via Láctea  
Jacopo Tintoretto (1518-1594)

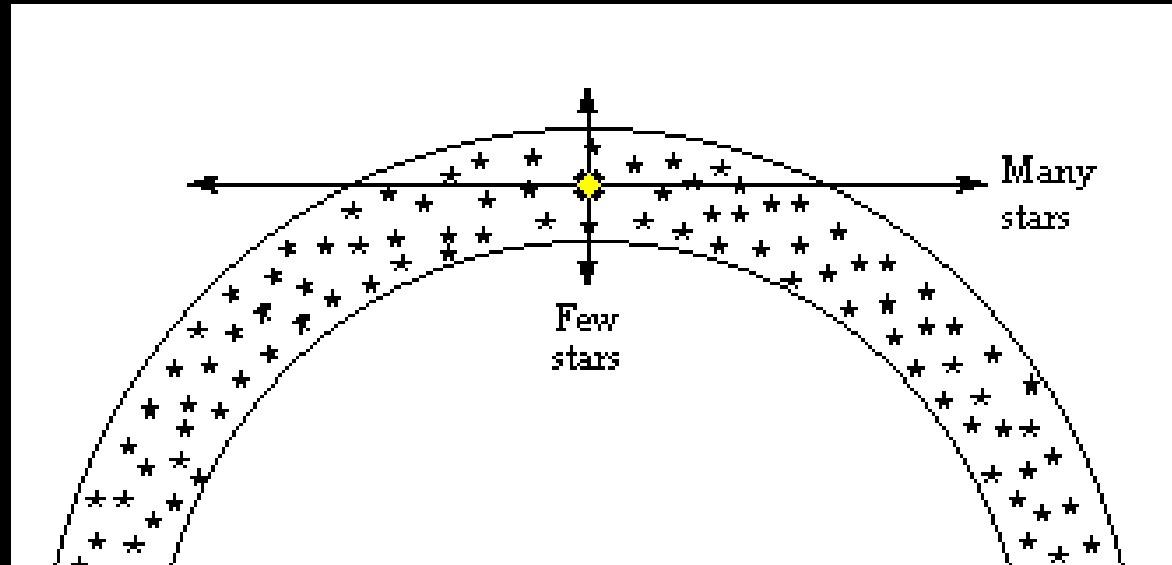




- Modelos iniciais



Thomas Wright  
(1711-1786)

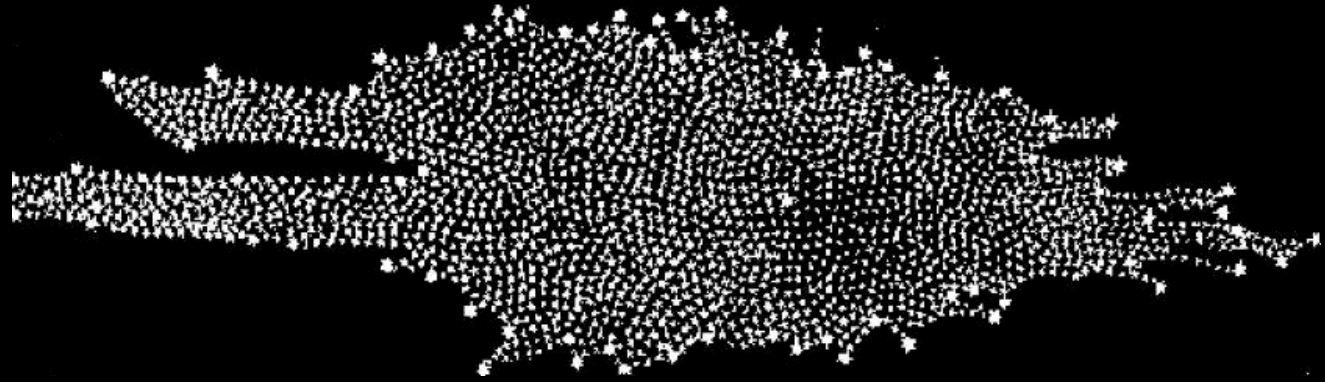


Modelo de Wright (1750)





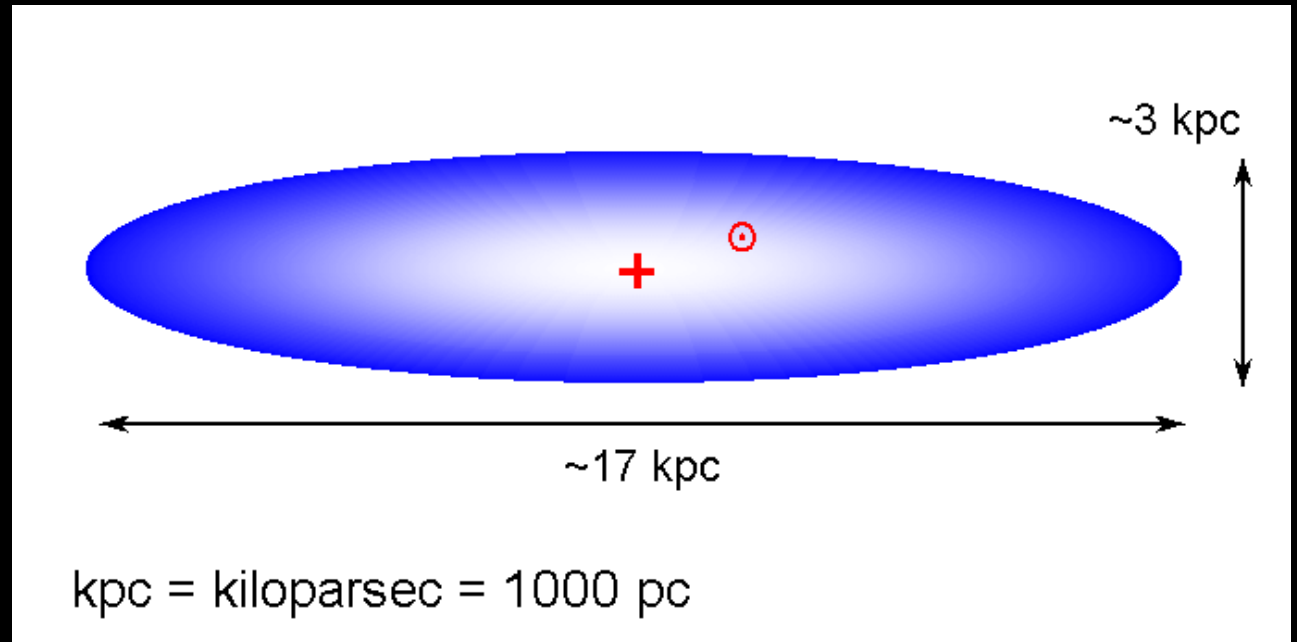
Sir William Herschel  
(1738-1822)



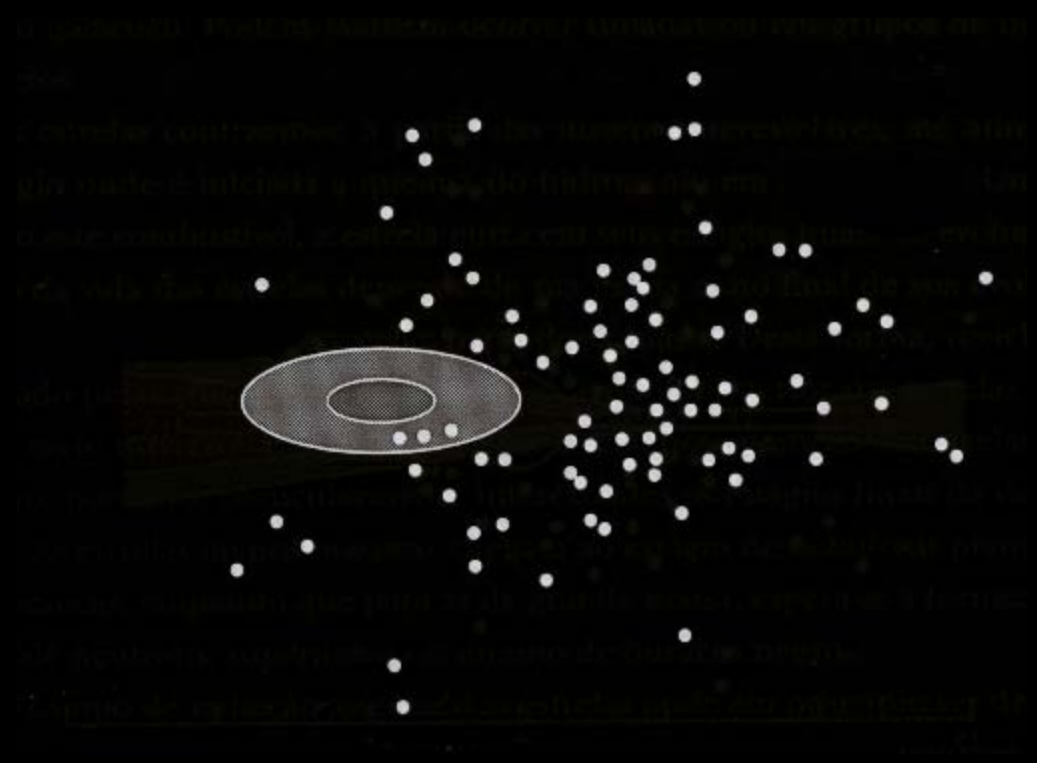
Modelo de Herschel (1785)



J. C. Kapteyn  
(1851-1922)

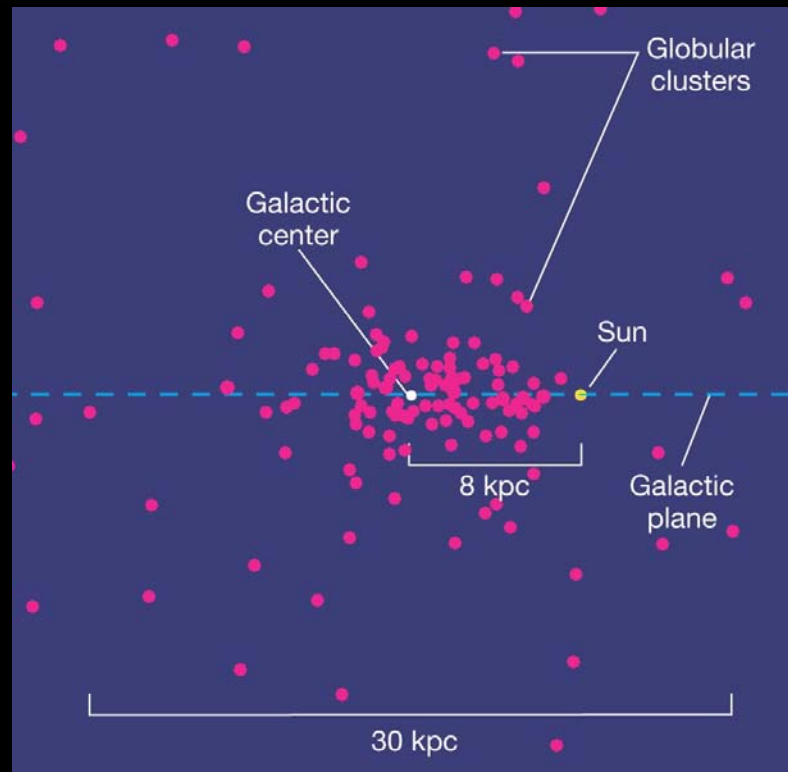


## Universo de Kapteyn (1920)

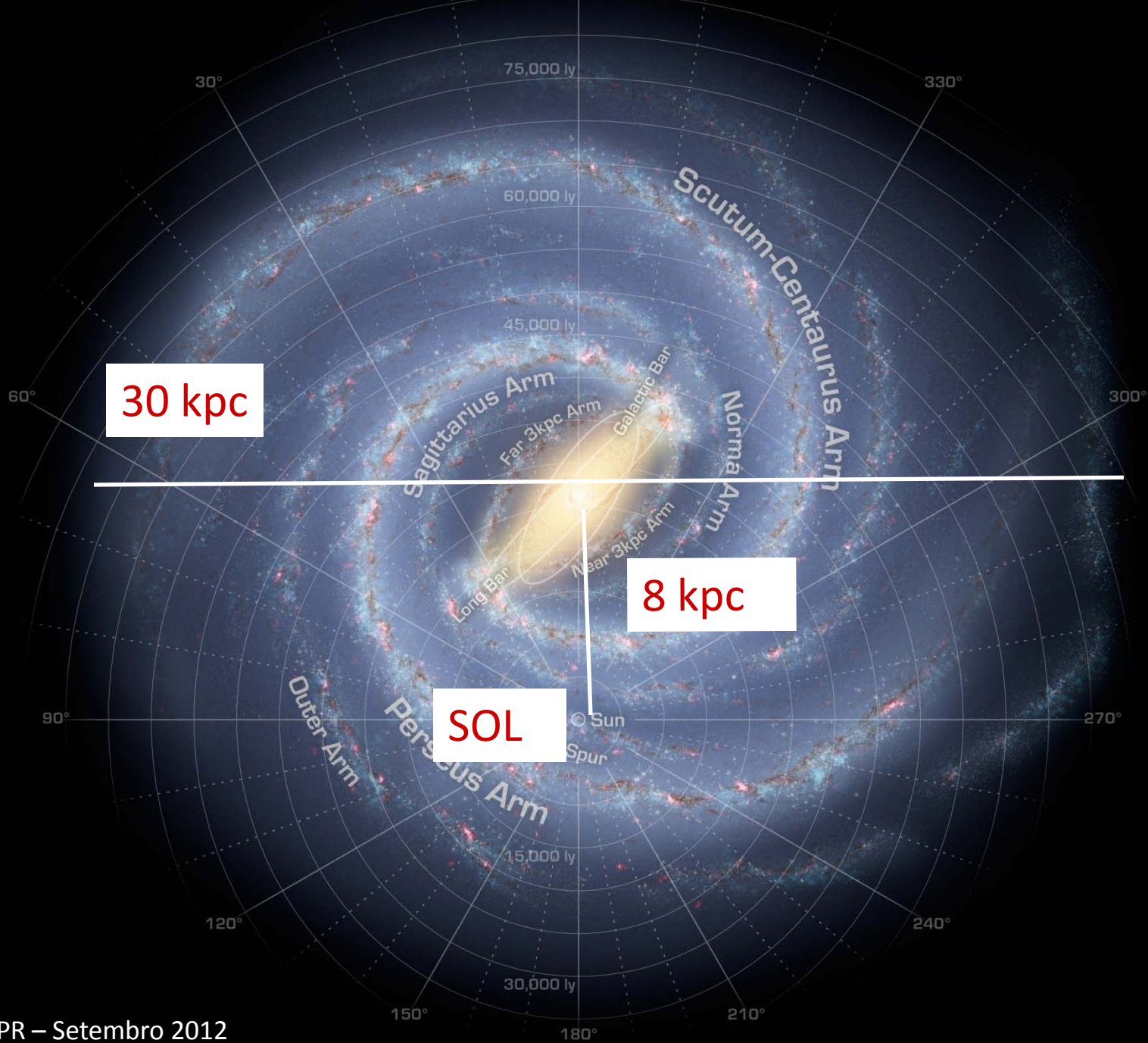


**Universo de Kapteyn**  
**Aglomerados globulares (H. Shapley)**

- Modelo atual







## 2. Observações

- Observações ópticas
- Espectro eletromagnético

# Via Láctea: óptico

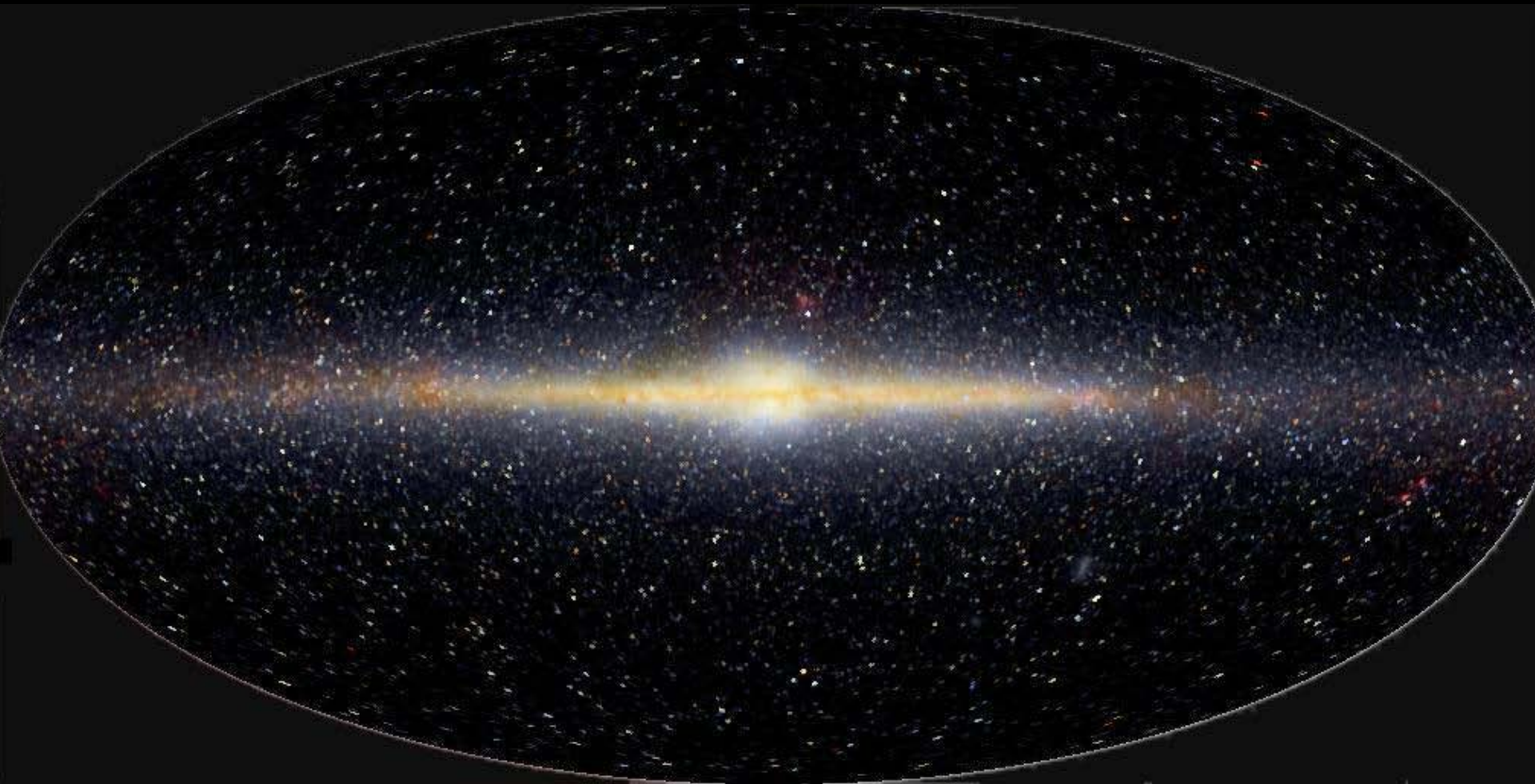


Andromeda

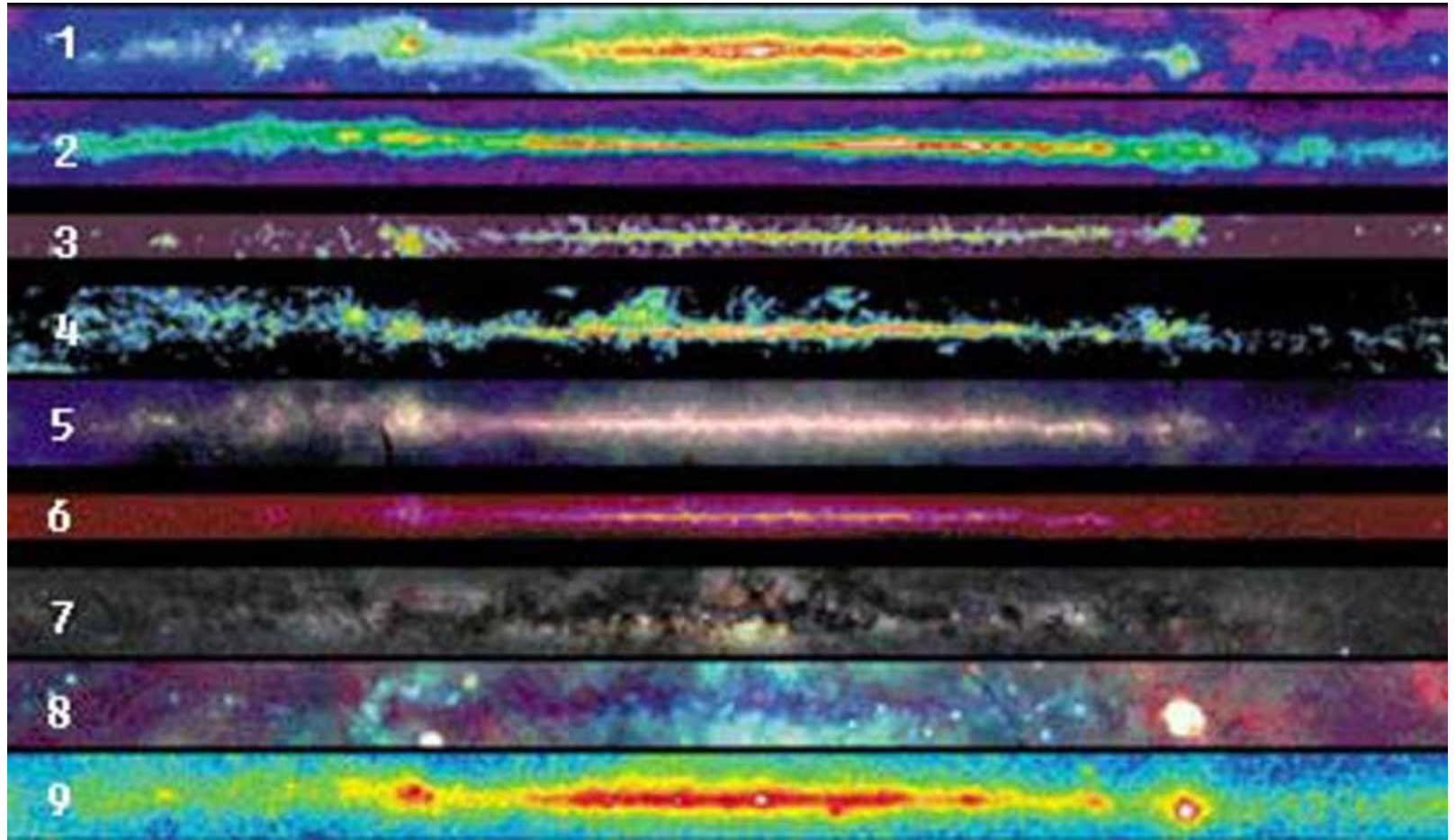
Nuvens de  
Magalhães

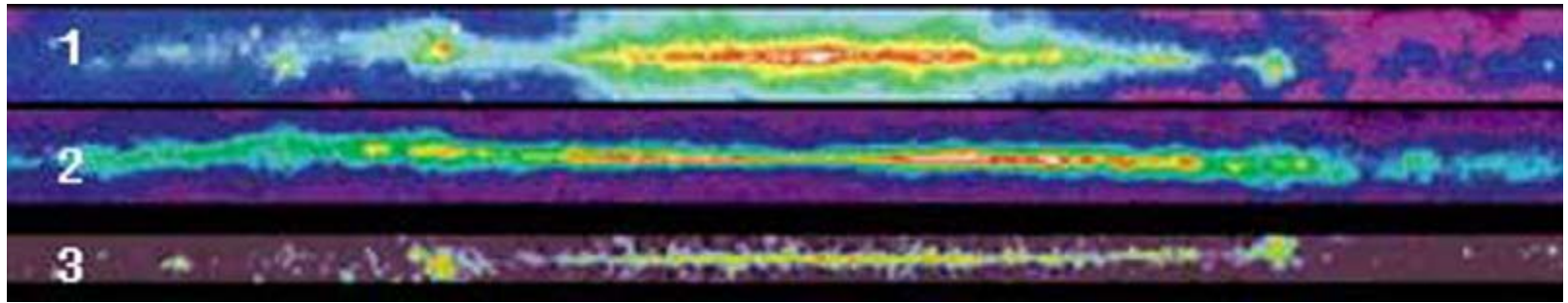


# Via Láctea: infravermelho



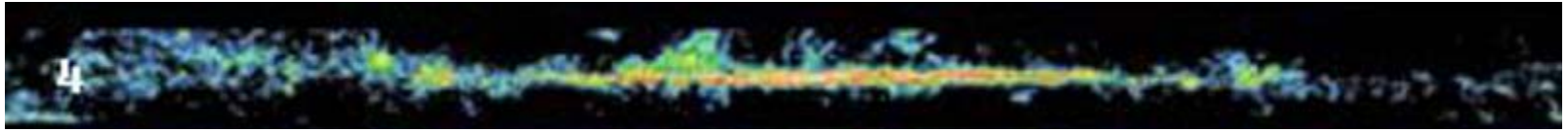
- Espectro eletromagnético: rádio aos raios gama



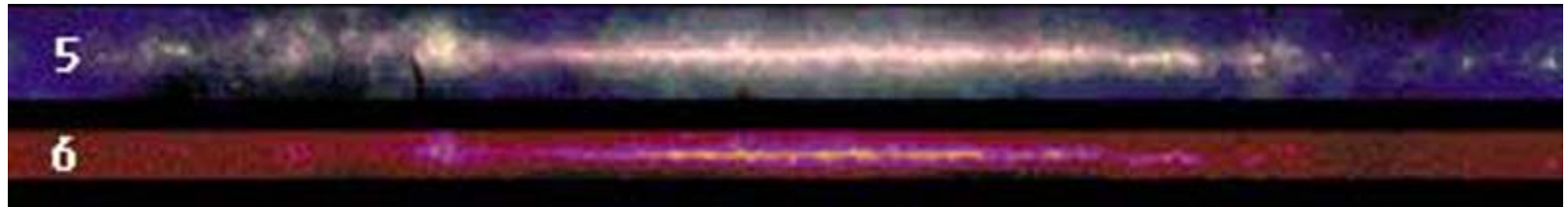


1. Contínuo em rádio, frequência 408 MHz, comprimento de onda 73 cm. Fonte: Elétrons de alta energia, especialmente em restos de supernovas. A emissão é mais intensa no plano galáctico (vermelho), pelos elétrons relativísticos que giram em torno das linhas do campo magnético interestelar (processo síncrotron). Estende-se também para latitudes galácticas mais altas (amarelo e verde), apresentando anéis (loops) e filamentos. Há também emissão difusa isotrópica e a presença de fontes discretas, geralmente extragalácticas.
2. Faixa rádio,  $\lambda = 21$  cm, frequência 1420 MHz. Fonte: Hidrogênio atômico neutro em nuvens interestelares e no gás difuso.
3. Contínuo em rádio, frequência 2.4 a 2.7 GHz. Fonte: Gás ionizado quente e elétrons de alta energia.





4. Região milimétrica, frequência 115 GHz. Fonte: Nuvens frias de CO revelando a presença de hidrogênio molecular.

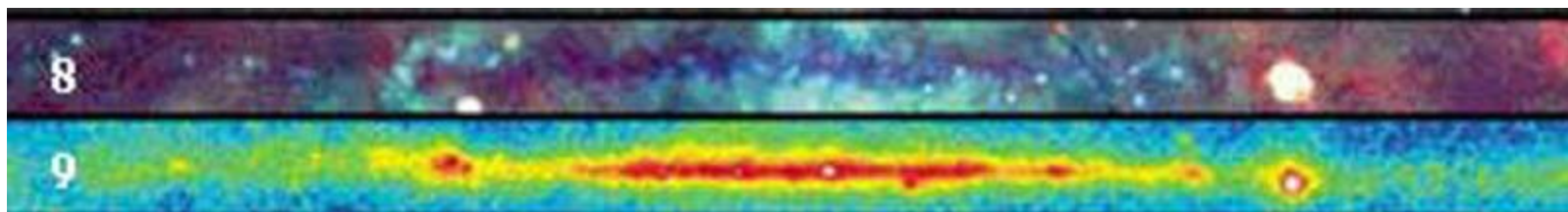


5. Infravermelho distante, comprimento de onda 12 a 100 microns. Fonte: Poeira interestelar, em particular grãos aquecidos pela radiação estelar em regiões de formação de estrelas.

6. Infravermelho próximo, comprimento de onda 6.8 a 10.8 microns. Fonte: Estrelas frias e avermelhadas, moléculas complexas em nuvens interestelares.



7. Luz visível, comprimento de onda 4000 a 6000 Å. Fonte: estrelas próximas, gás ionizado interestelar e nuvens escuras de poeira e gás.



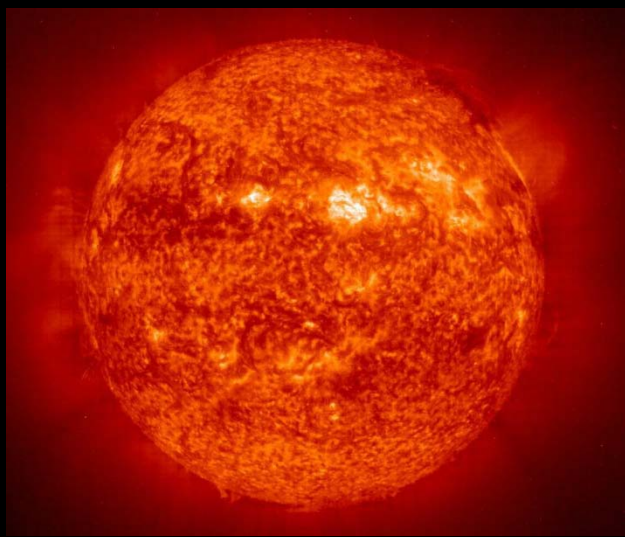
8. Raios X, energias de 0.25 a 1.5 keV. Fonte: Gás quente, produto de choques em explosões de supernovas.
9. Raios gama, energias acima de 300 MeV. Fonte: fenômenos de alta energia, como pulsares e colisões de raios cósmicos. A emissão associada ao plano galáctico é produzida pelo gás interestelar difuso, possivelmente devida ao decaimento de píons gerados em colisões entre raios cósmicos e o gás interestelar. Fontes discretas como pulsares e quasares são também observadas.



### 3. Componentes da Galáxia

- Estrelas
- Nebulosas
- Gás interestelar
- Poeira interestelar
- Raios cósmicos
- Campo magnético

- Estrelas



Sol - UV



Estrelas de campo em Sagittarius

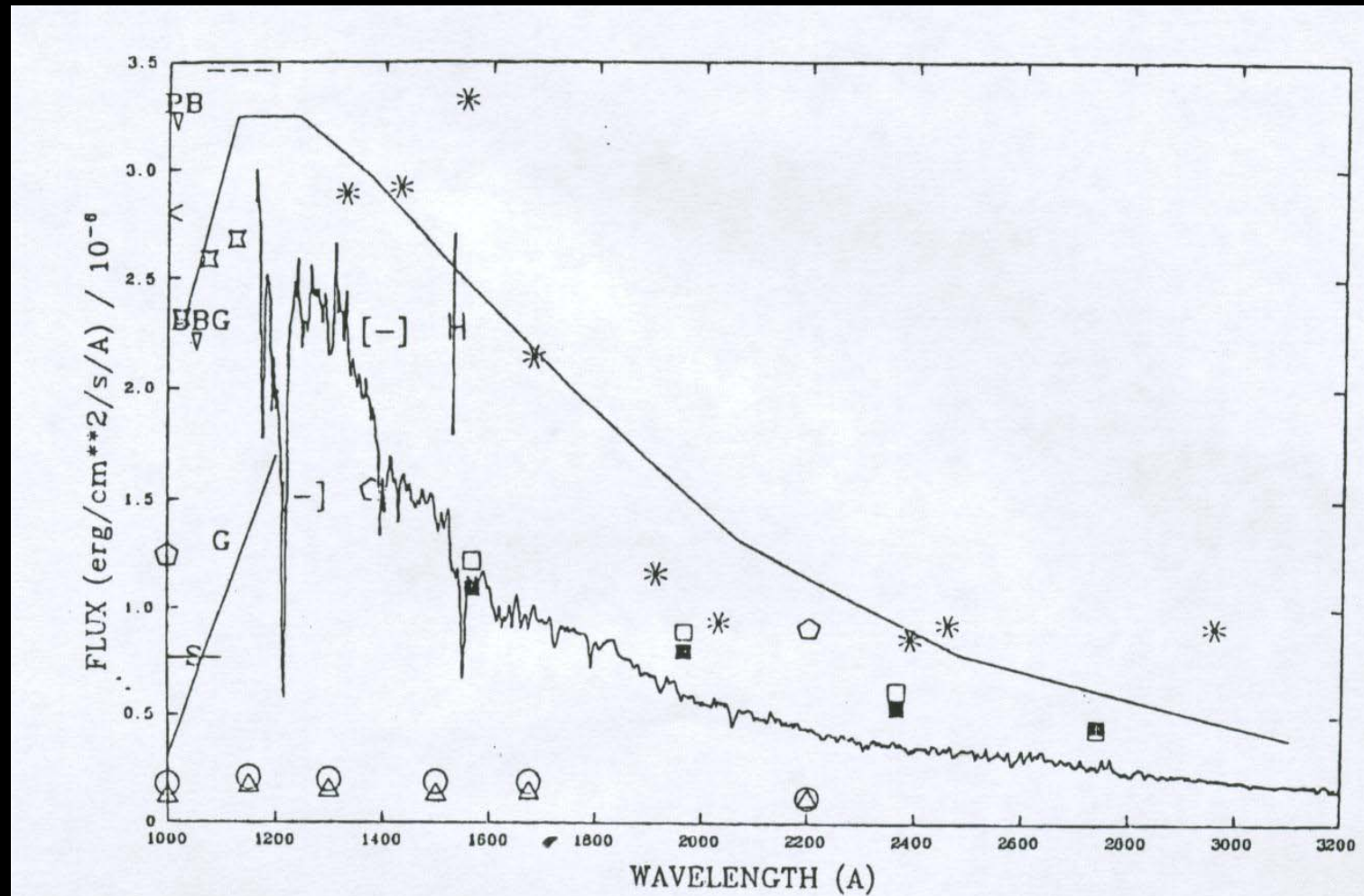


Aglomerado aberto M7



Aglomerado globular  $\Omega$  Cen

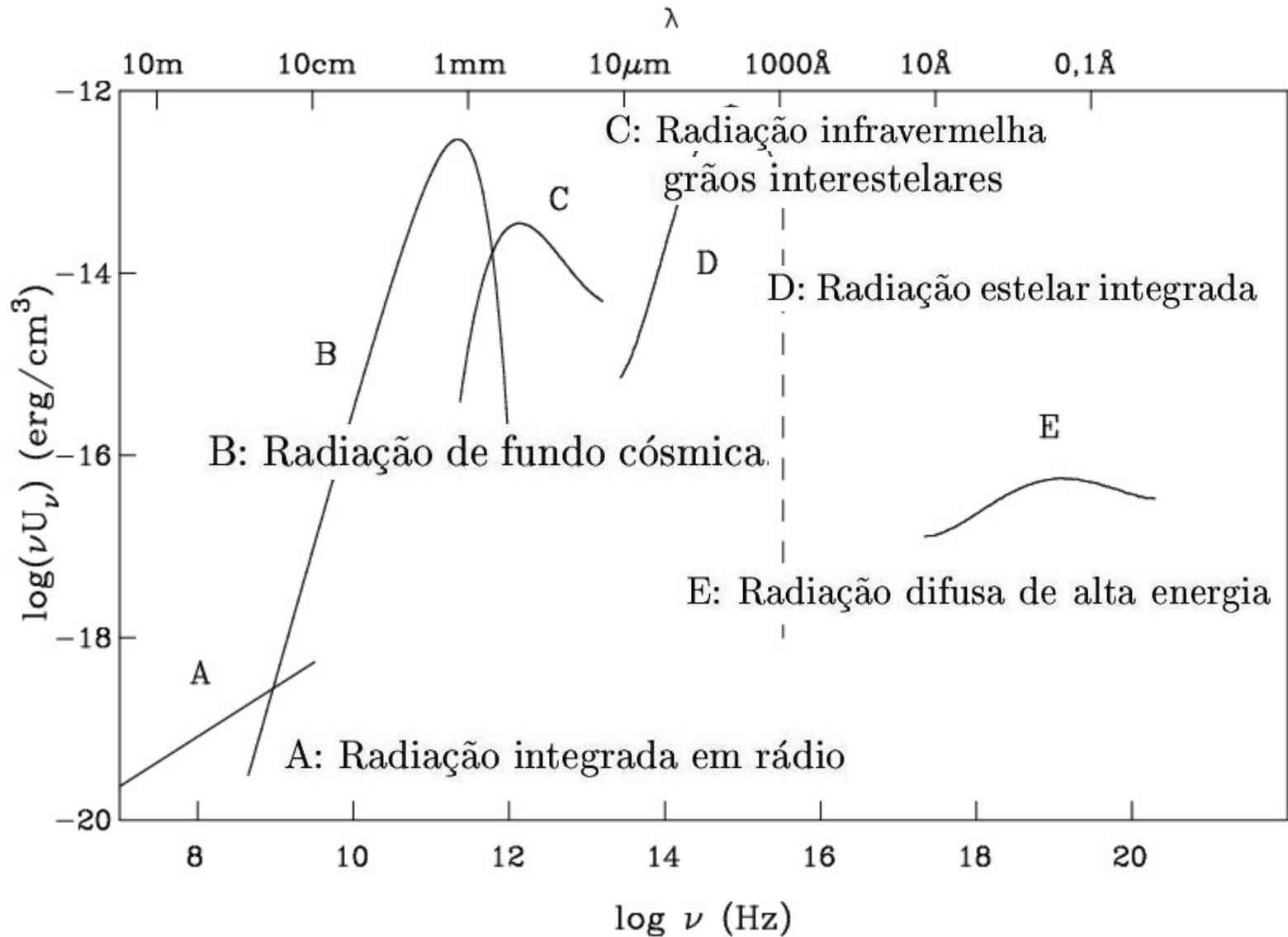
# Campo de radiação



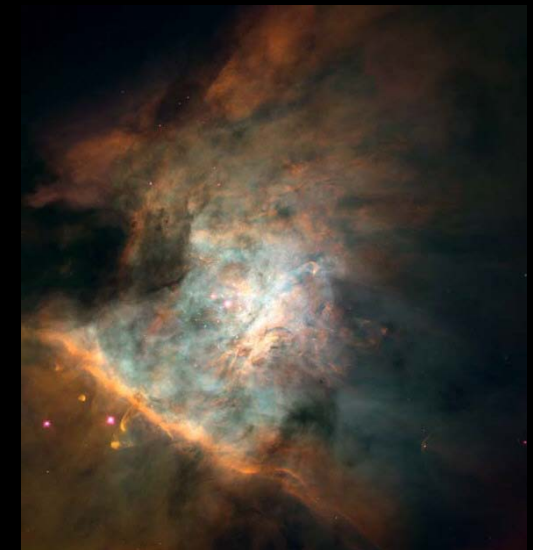
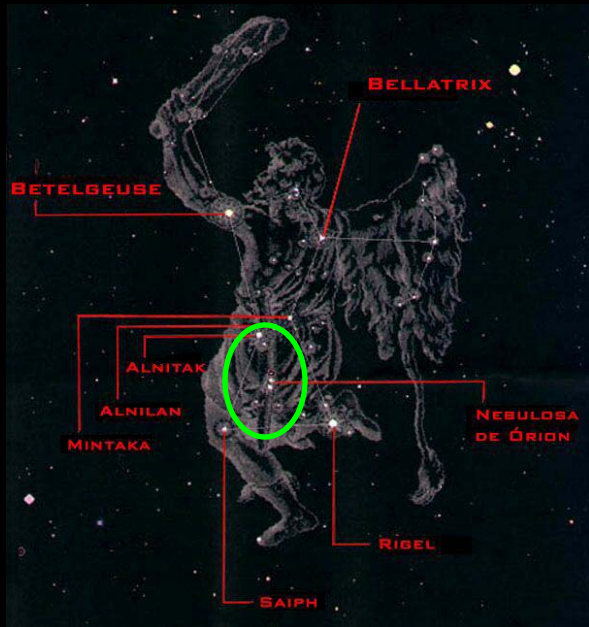
Gondhalekar (1980)



# Campo de radiação



# • Nebulosas: Regiões HII



Nebulosa de Orion

# Nebulosas de reflexão



Pleiades



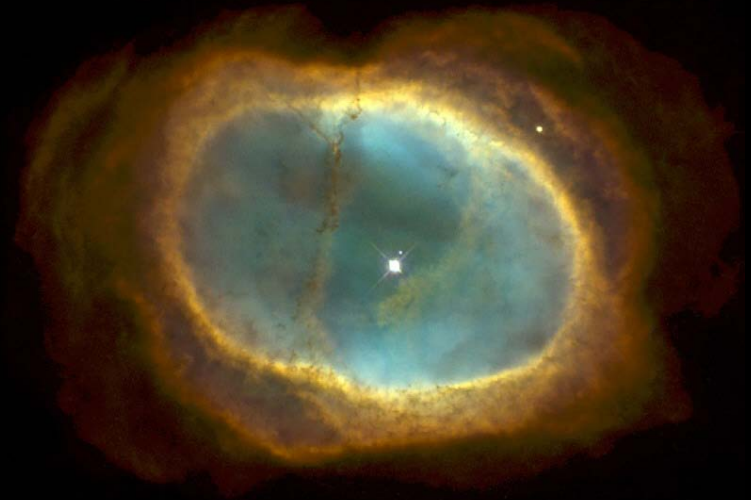
Witch Head



# Nebulosas planetárias



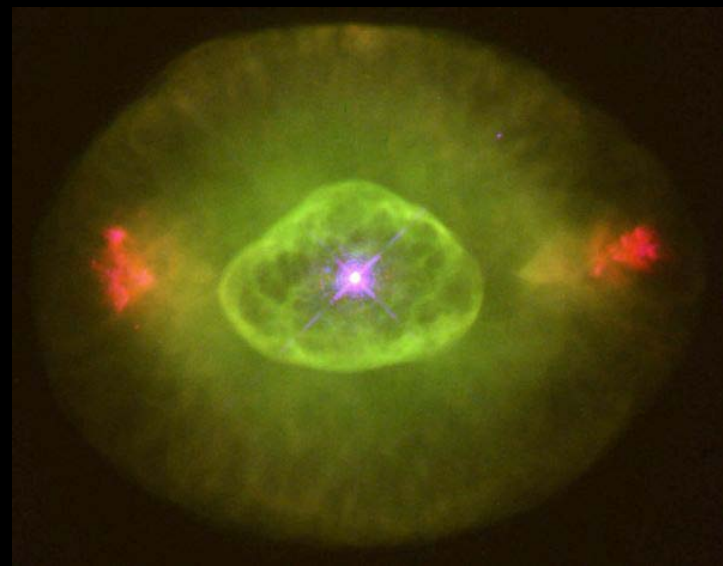
NGC 7293



NGC 3132



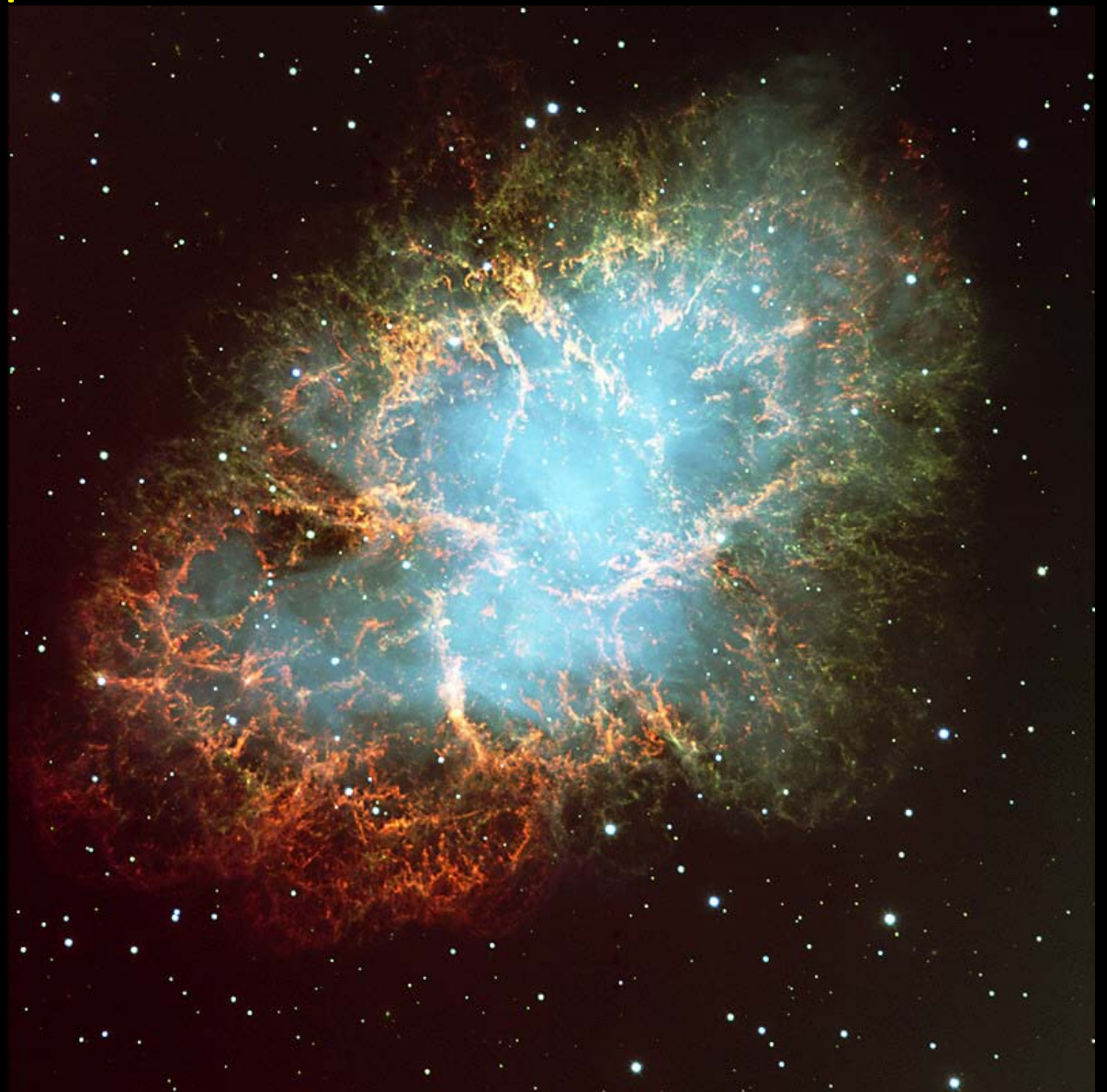
NGC 6543



NGC 6853

# Restos de supernovas

## Nebulosa do Caranguejo

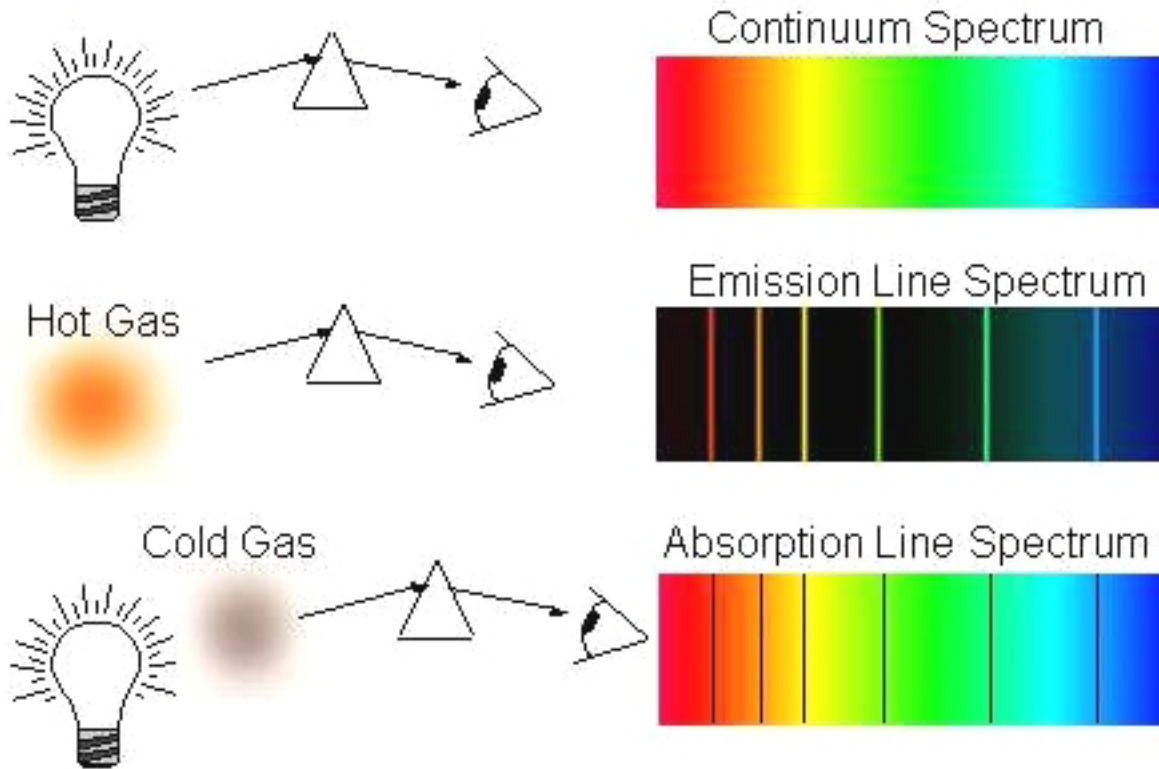






**William Huggins (1824-1910)**

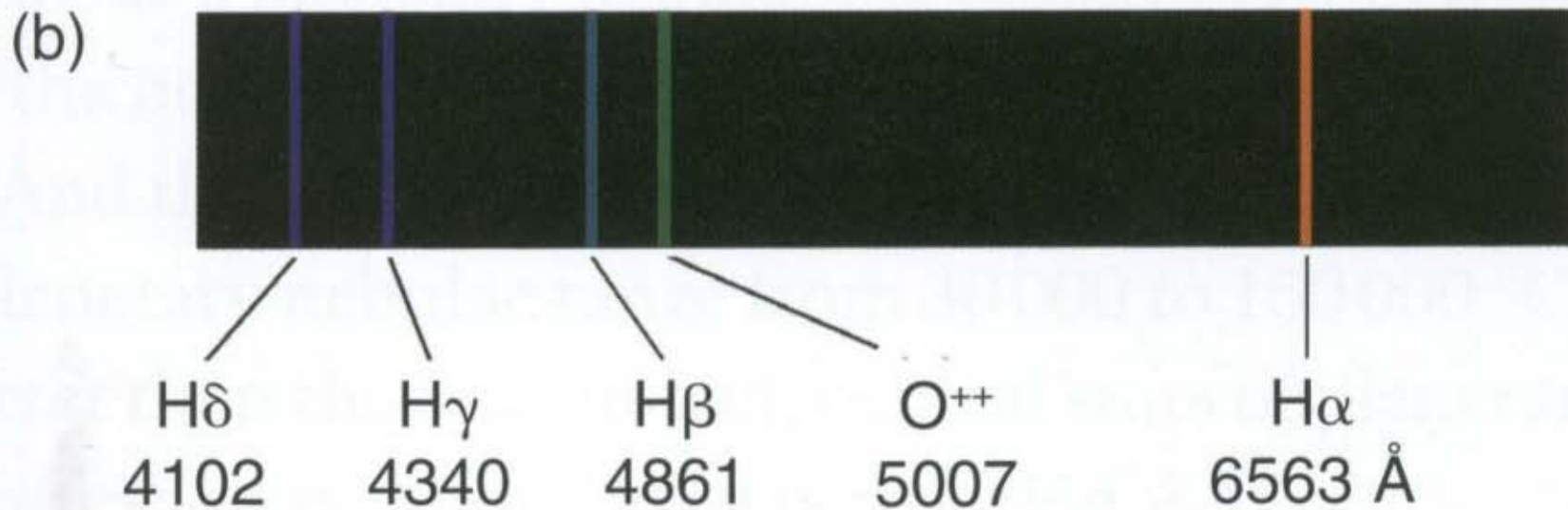
# Leis de Kirchhoff



# Continuous Spectrum



# Emission Line Spectrum



**Estrelas:** espectro contínuo com linhas superpostas em emissão ou absorção

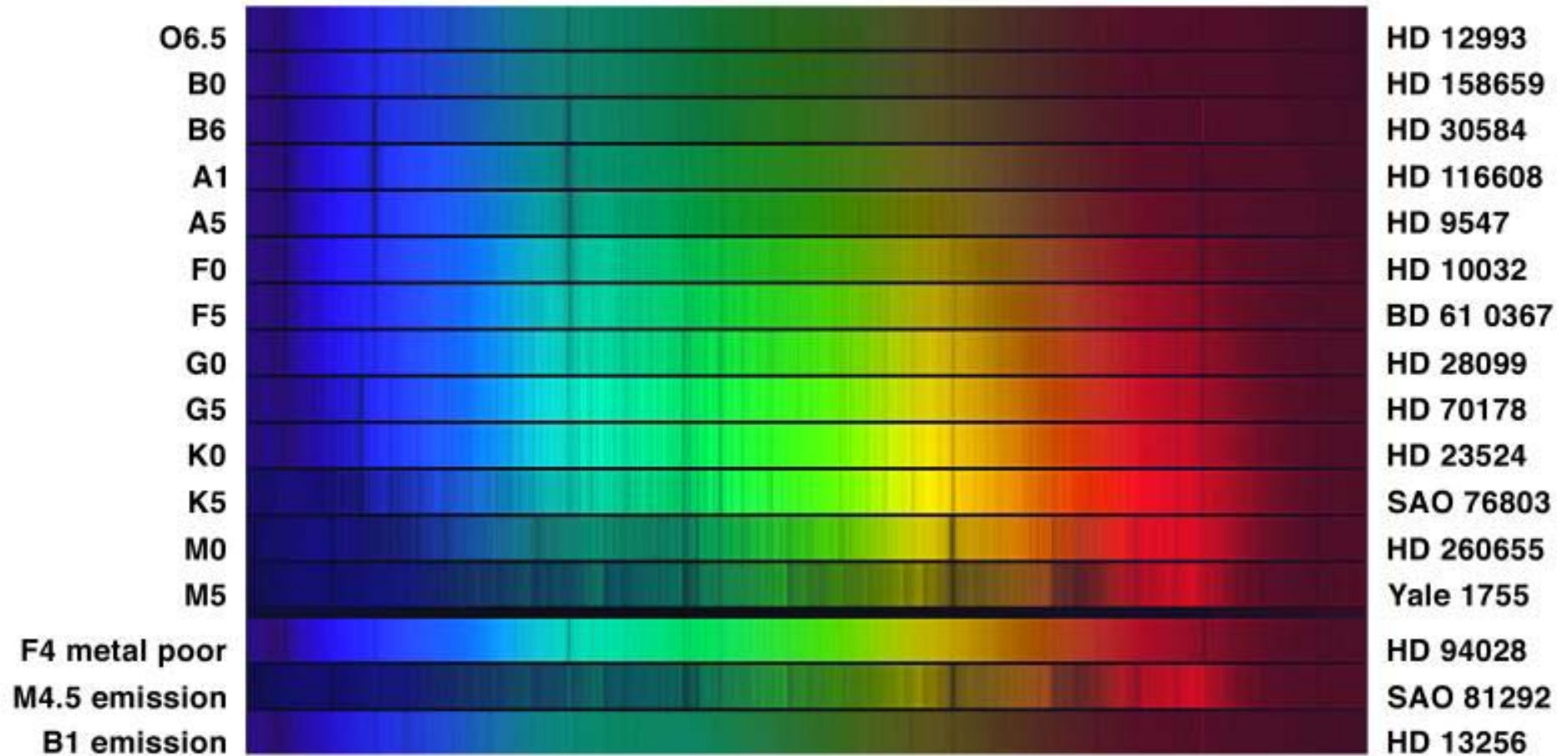


**Nebulosas:** espectro com linhas de emissão, contínuo fraco ou inexistente.

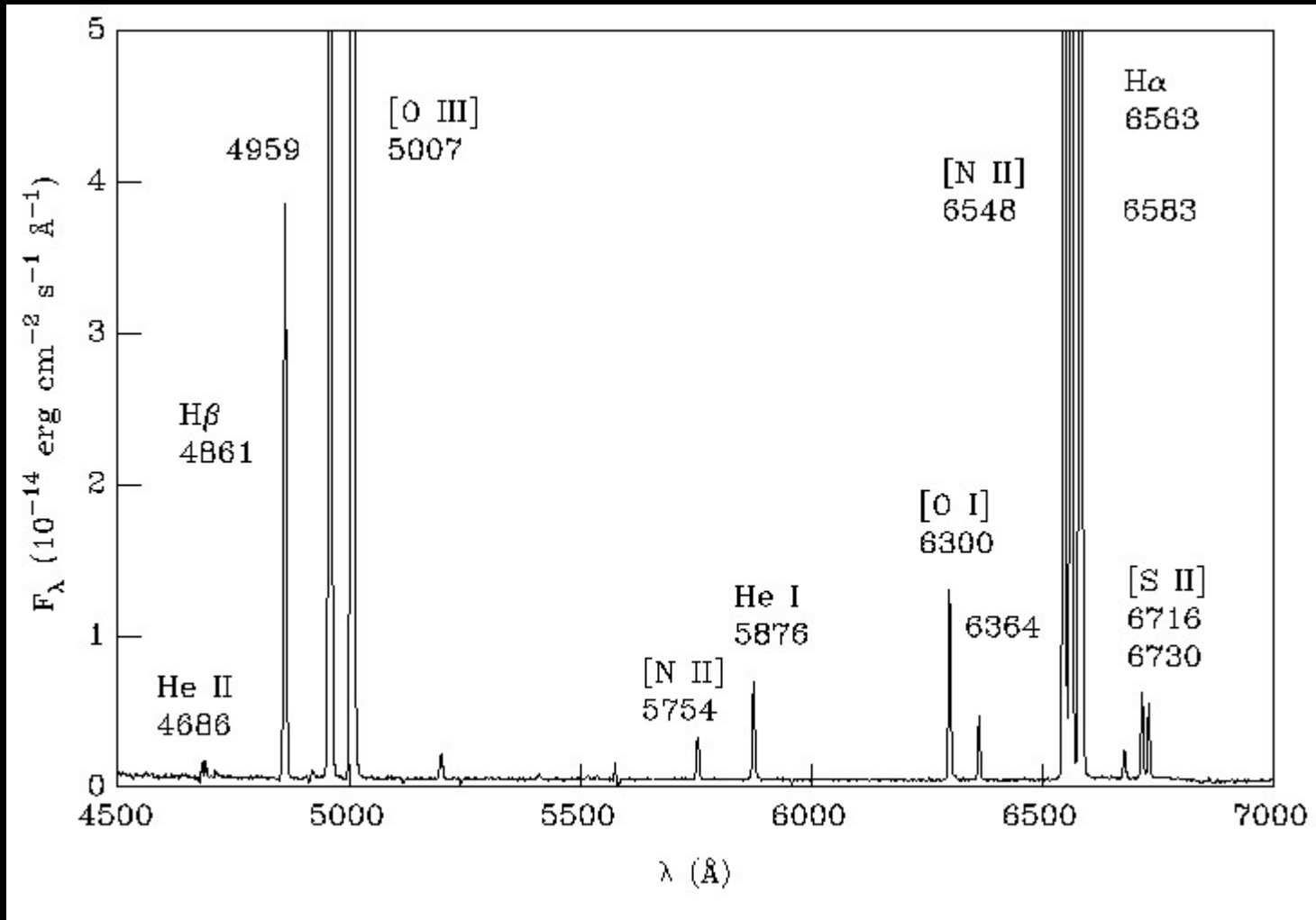


**Galáxias:** espectro superposto, estrelas e gás



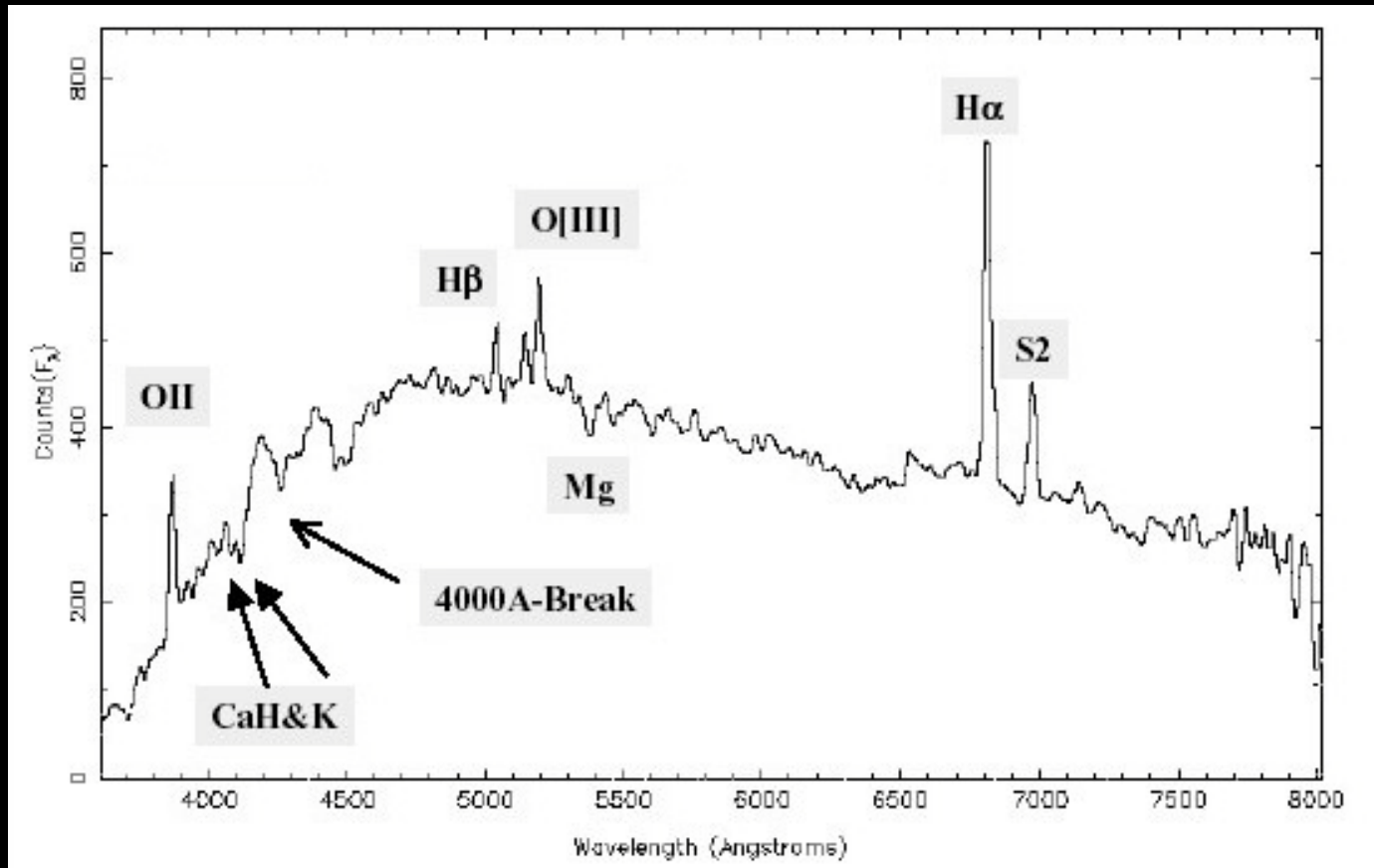


# NGC 2346



R. Costa

# Galáxia espiral



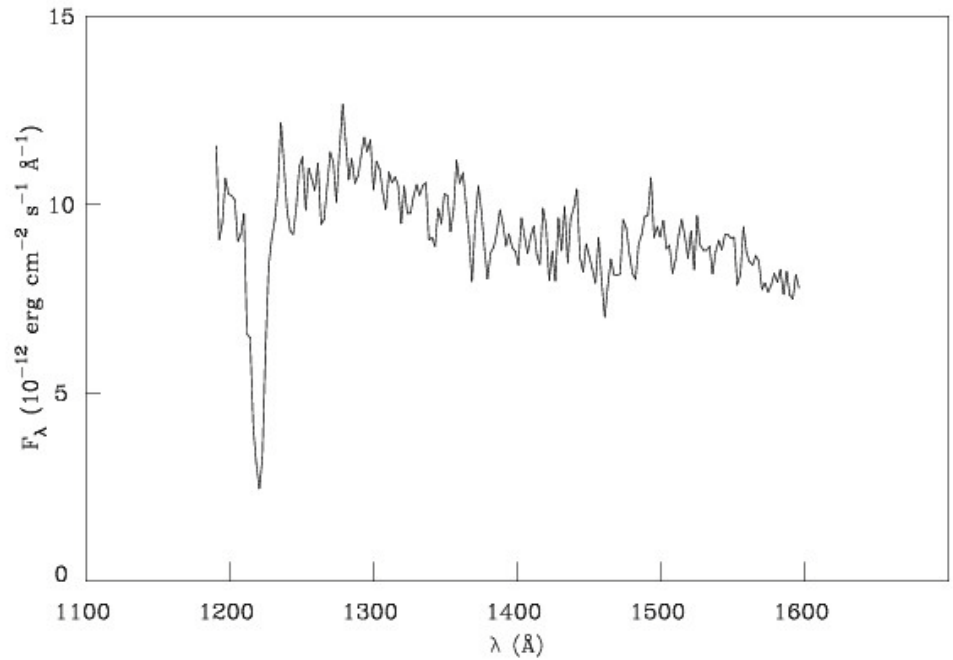
- Gás interestelar

Região	$n$ (cm <sup>-3</sup> )	partículas/copo
Interior solar	$7 \times 10^{26}$	$1 \times 10^{29}$
Água	$3 \times 10^{22}$	$8 \times 10^{24}$
Ar	$2 \times 10^{19}$	$6 \times 10^{21}$
Fotosfera solar	$1 \times 10^{17}$	$3 \times 10^{19}$
Atmosfera (M5 III)	$2 \times 10^{15}$	$6 \times 10^{17}$
Envelope circunstelar (M)	$1 \times 10^8$	$2 \times 10^{10}$
Região IS densa	$1 \times 10^4$	$2 \times 10^6$
Região IS difusa	10	$2 \times 10^3$
Meio internuvem	0,1	20
Gás coronal/MIG	$10^{-4}$	$2 \times 10^{-2}$

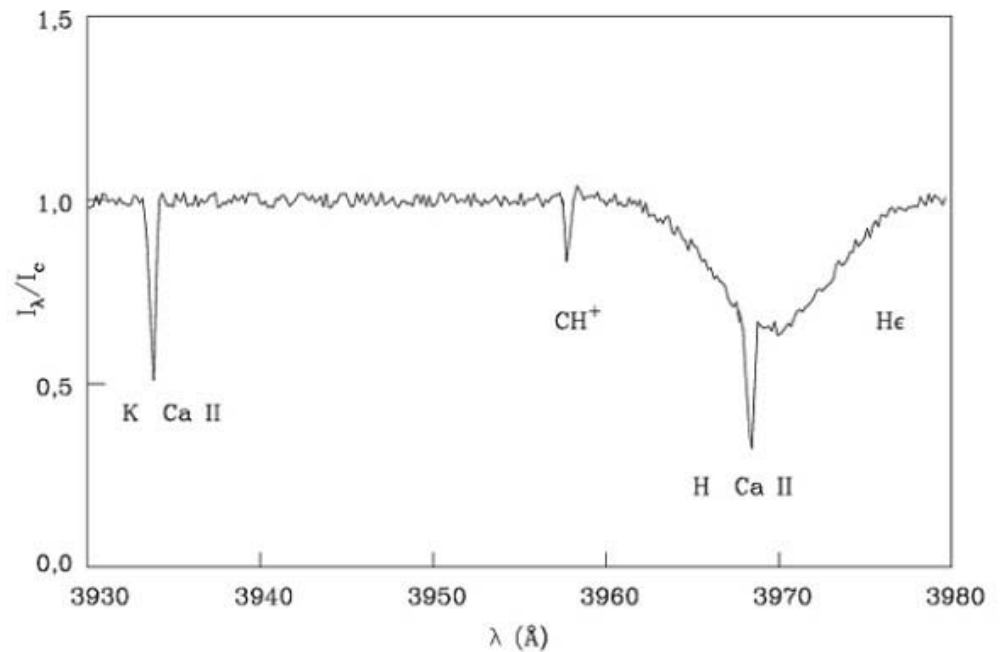
Astrofísica do meio interestelar  
 W. J. Maciel, Edusp (2002)



# Lyman- $\alpha$ interestelar em absorção

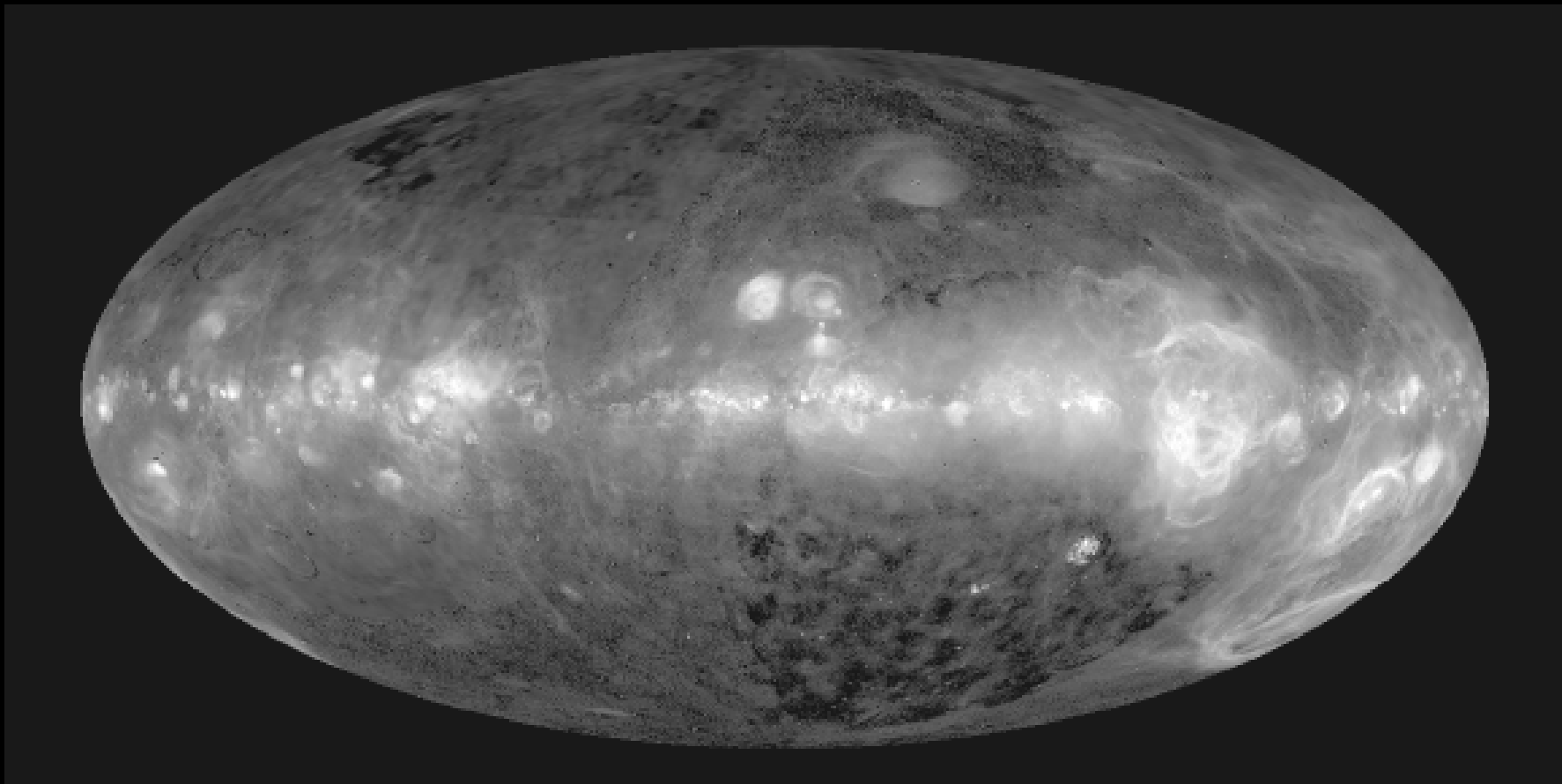


# Linhas interestelares em absorção



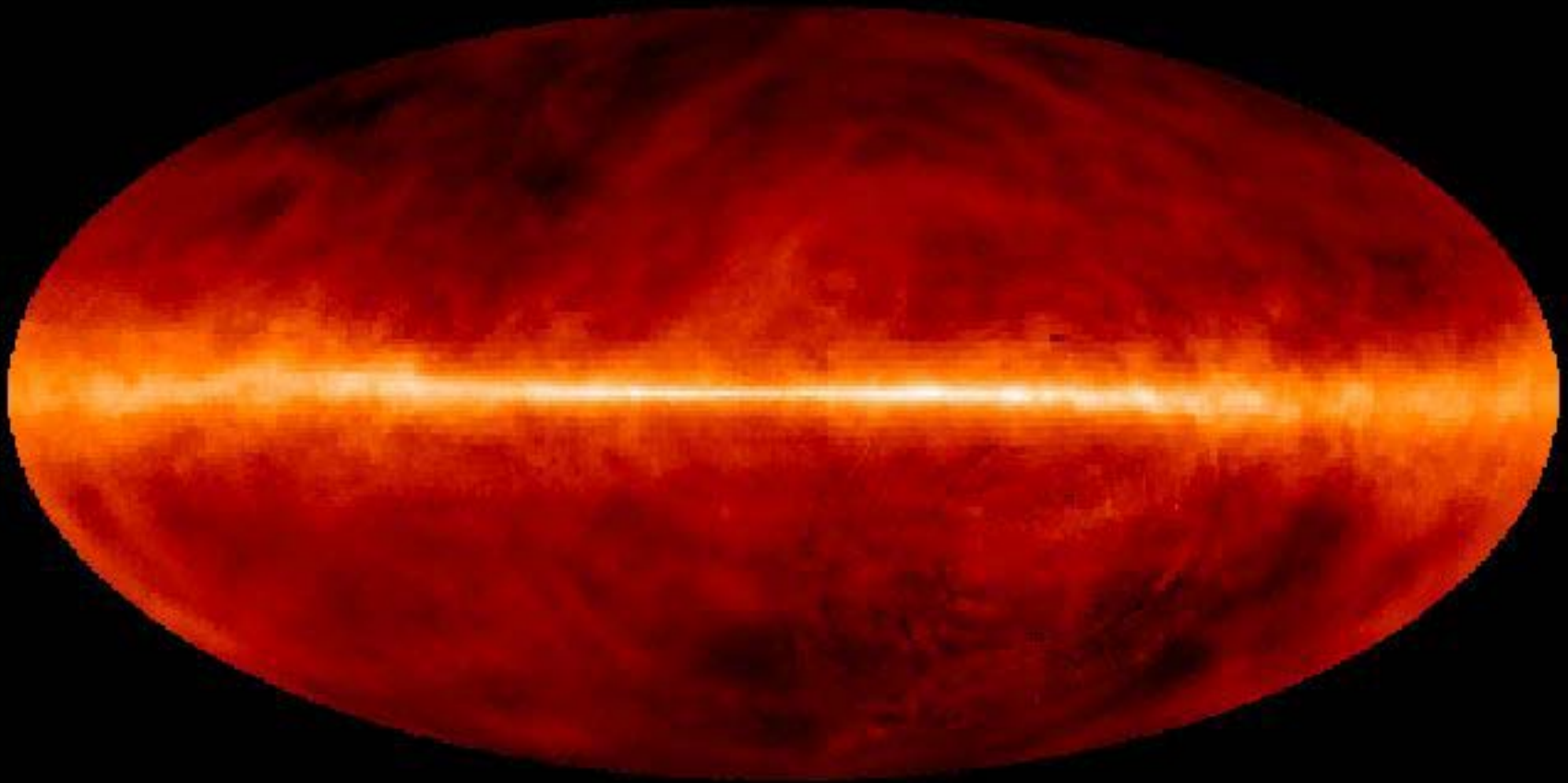
Maciel (2002)

# H $\alpha$ em emissão na Galáxia



D. Finkbeiner

# H interestelar linha de 21 cm



Dickey e Lockman (1990)

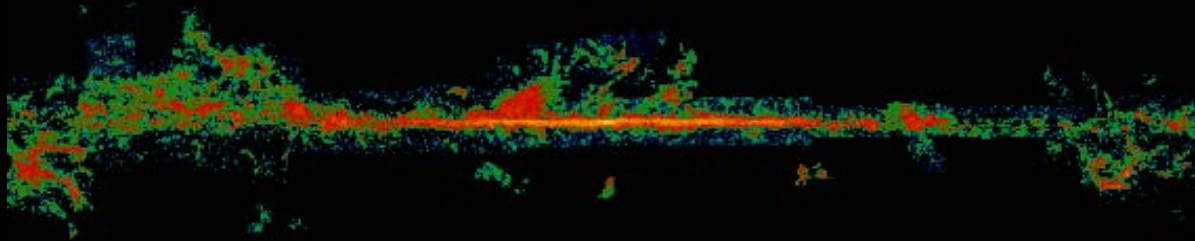
# Moléculas Interstelares

## Nuvens moleculares

## Formação De estrelas

átomos	espécies moleculares
2	H <sub>2</sub> , OH, SO, SH, SO <sup>+</sup> , SiO, SiS, SiC, SiN, HCl, NaCl, KCl, AlCl, AlF, NH, NO, NS, HF, CH, CH <sup>+</sup> , CN, CO, CO <sup>+</sup> , C <sub>2</sub> , CS, CP, PN, PO
3	H <sub>2</sub> O, H <sub>2</sub> S, HNO, HCO, HCO <sup>+</sup> , H <sub>3</sub> <sup>+</sup> , N <sub>2</sub> H <sup>+</sup> , NH <sub>2</sub> , N <sub>2</sub> O, OCS, C <sub>2</sub> H, HCS <sup>+</sup> , CO <sub>2</sub> , C <sub>2</sub> O, C <sub>2</sub> S, C <sub>3</sub> , MgCN, MgNC, NaCN, HCN, HNC, KCN, CH <sub>2</sub> , SO <sub>2</sub> , SiH <sub>2</sub> , SiC <sub>2</sub> , HOC <sup>+</sup>
4	NH <sub>3</sub> , H <sub>3</sub> O, H <sub>2</sub> CO, H <sub>2</sub> CS, HNCO, HNCS, C <sub>3</sub> N, HCO <sub>2</sub> <sup>+</sup> , C <sub>3</sub> H, C <sub>3</sub> O, C <sub>3</sub> S, C <sub>2</sub> H <sub>2</sub> , CNH <sub>2</sub> <sup>+</sup> , HC <sub>2</sub> N, H <sub>2</sub> CN, H <sub>3</sub> O <sup>+</sup> , SiC <sub>3</sub>
5	SiH <sub>4</sub> , CH <sub>4</sub> , HCOOH, HC <sub>3</sub> N, CH <sub>2</sub> NH, NH <sub>2</sub> CN, H <sub>2</sub> C <sub>2</sub> O, C <sub>4</sub> H, CH <sub>2</sub> CN, C <sub>5</sub> , SiC <sub>4</sub> , C <sub>3</sub> H <sub>2</sub> , HC <sub>2</sub> NC, HC <sub>3</sub> N, H <sub>2</sub> COH <sup>+</sup>
6	CH <sub>3</sub> OH, NH <sub>2</sub> CHO, CH <sub>3</sub> CN, CH <sub>3</sub> NC, CH <sub>3</sub> SH, C <sub>5</sub> H, HC <sub>2</sub> CHO, CH <sub>2</sub> CH <sub>2</sub> , H <sub>2</sub> C <sub>4</sub> , HC <sub>3</sub> NH <sup>+</sup> , C <sub>5</sub> N, C <sub>6</sub> <sup>-</sup> , C <sub>5</sub> S
7	CH <sub>3</sub> CHO, CH <sub>3</sub> NH <sub>2</sub> , CH <sub>3</sub> C <sub>2</sub> H, CH <sub>2</sub> CHCN, HC <sub>5</sub> N, C <sub>6</sub> H, C <sub>7</sub> <sup>-</sup> , CH <sub>2</sub> OCH <sub>2</sub>
8	CH <sub>3</sub> CO <sub>2</sub> H, CH <sub>3</sub> C <sub>3</sub> N, C <sub>7</sub> H, H <sub>2</sub> C <sub>6</sub> , C <sub>8</sub> <sup>-</sup>
9	CH <sub>3</sub> CH <sub>2</sub> OH, CH <sub>3</sub> OCH <sub>3</sub> , CH <sub>3</sub> CH <sub>2</sub> CN, CH <sub>3</sub> C <sub>4</sub> H, HC <sub>7</sub> N, C <sub>8</sub> H, C <sub>9</sub> <sup>-</sup>
10	CH <sub>3</sub> COCH <sub>3</sub> , CH <sub>3</sub> C <sub>5</sub> N
11	HC <sub>9</sub> N
13	HC <sub>11</sub> N

# CO interestelar



Dame et al. (2001)

Nuvens moleculares:  
Formação de estrelas



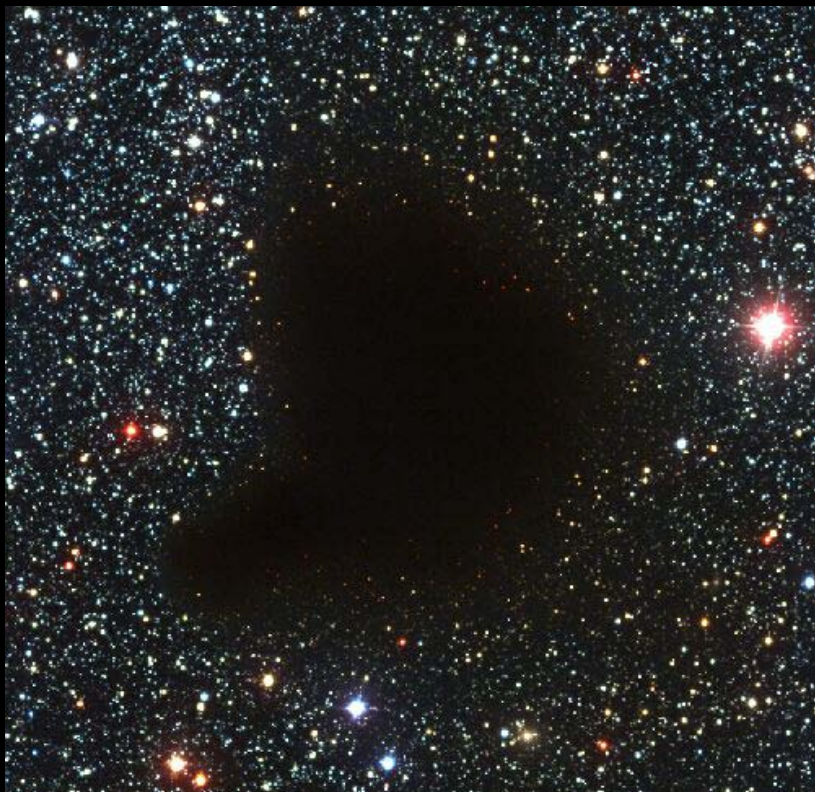
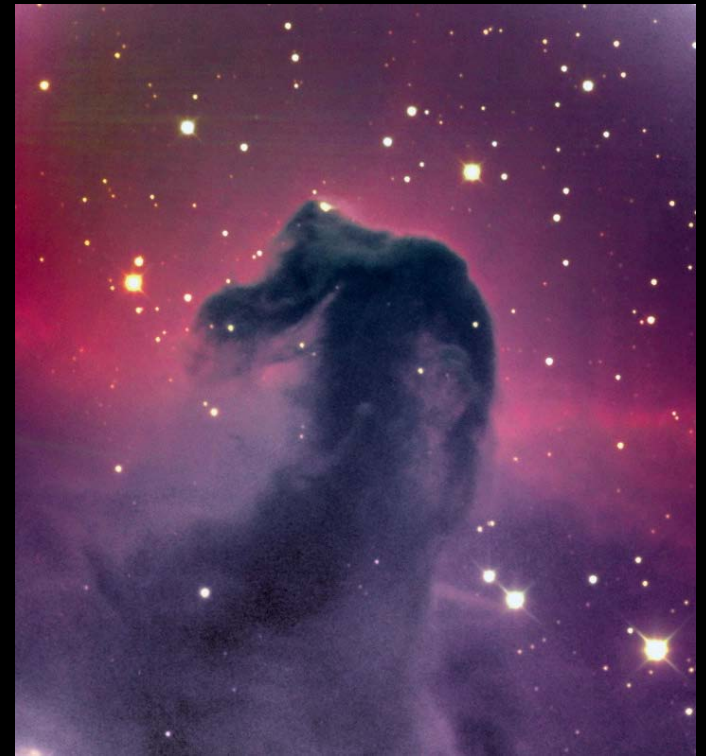
- Poeira interestelar

Cruzeiro do Sul

Eta Carinae

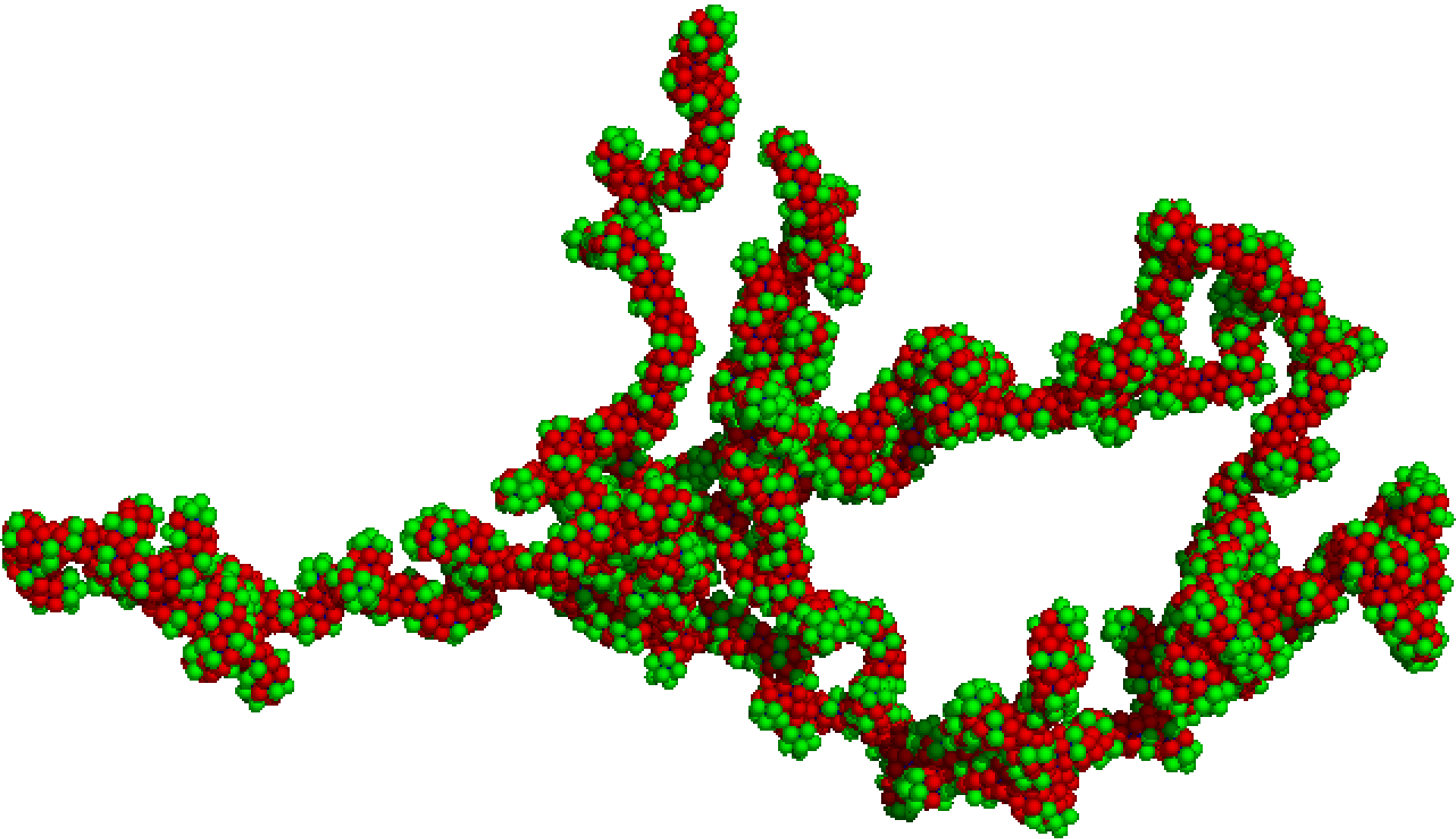
Saco de Carvão

Nebulosa  
Cabeça de Cavalo  
(Orion)



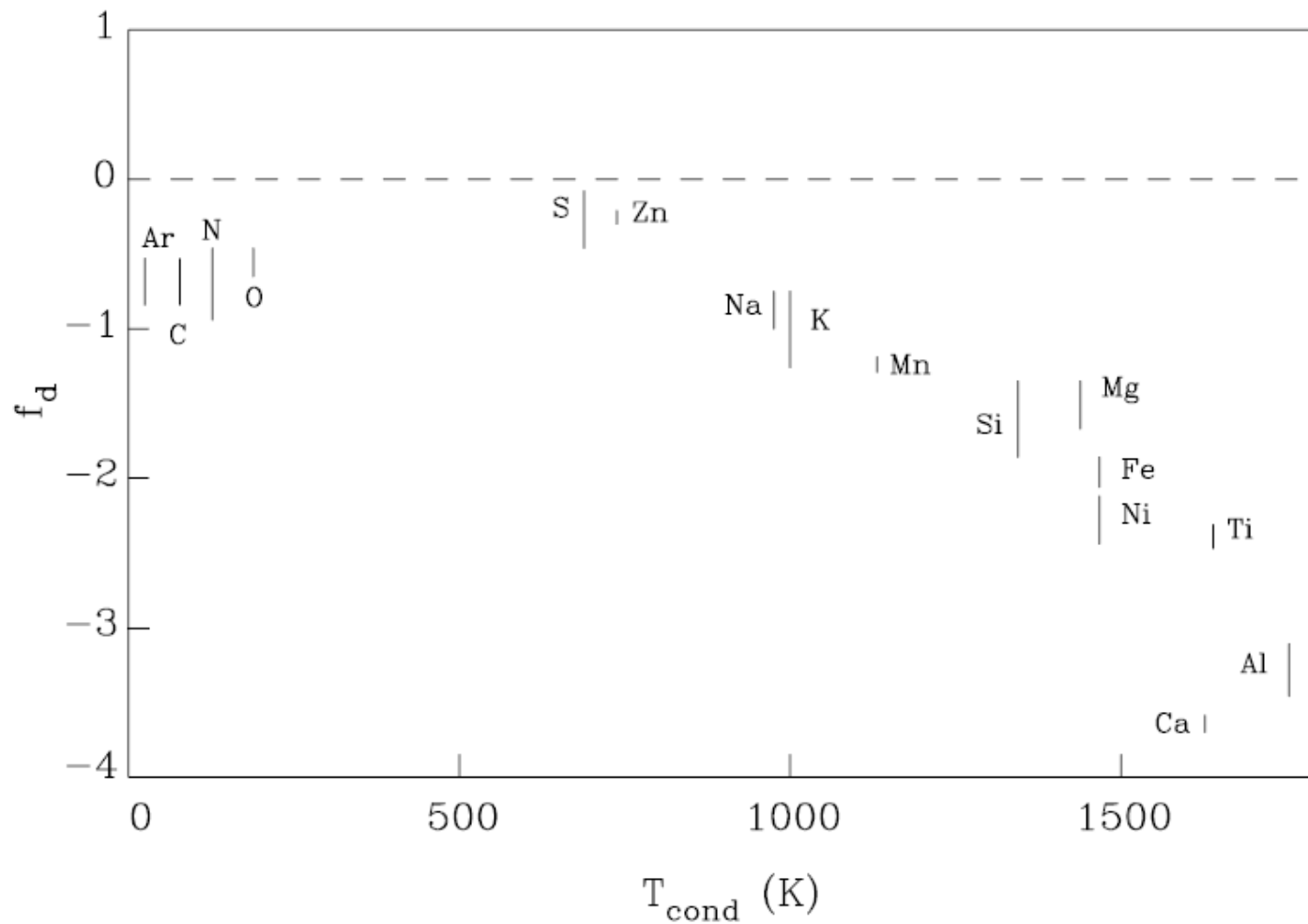
Barnard 69

# Grãos interestelares

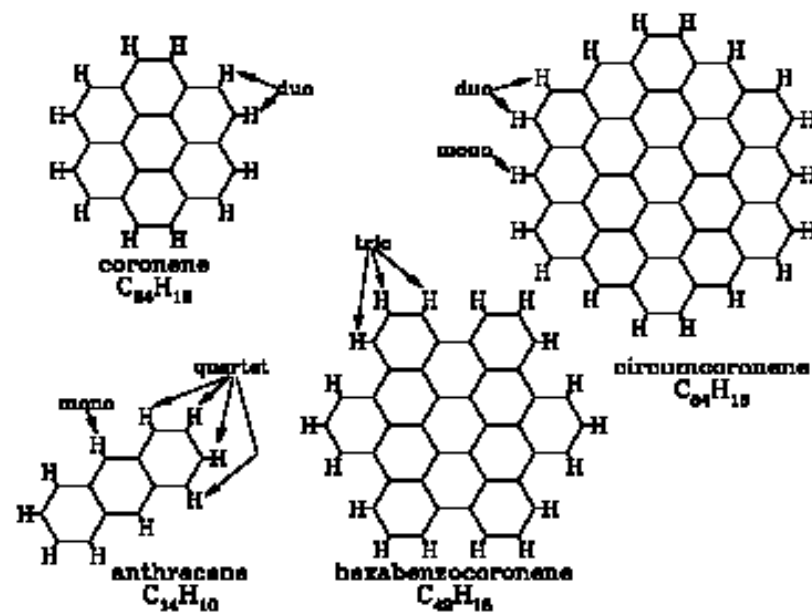
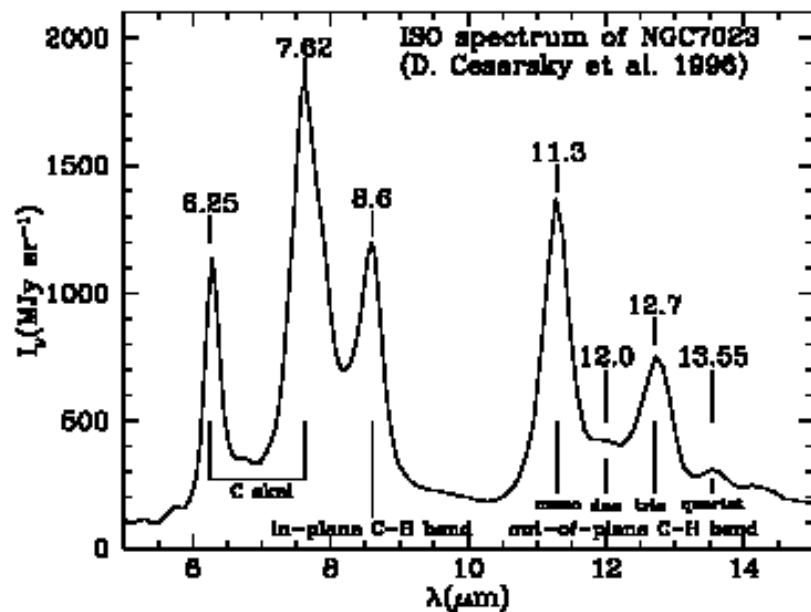




# Grãos interestelares: composição química

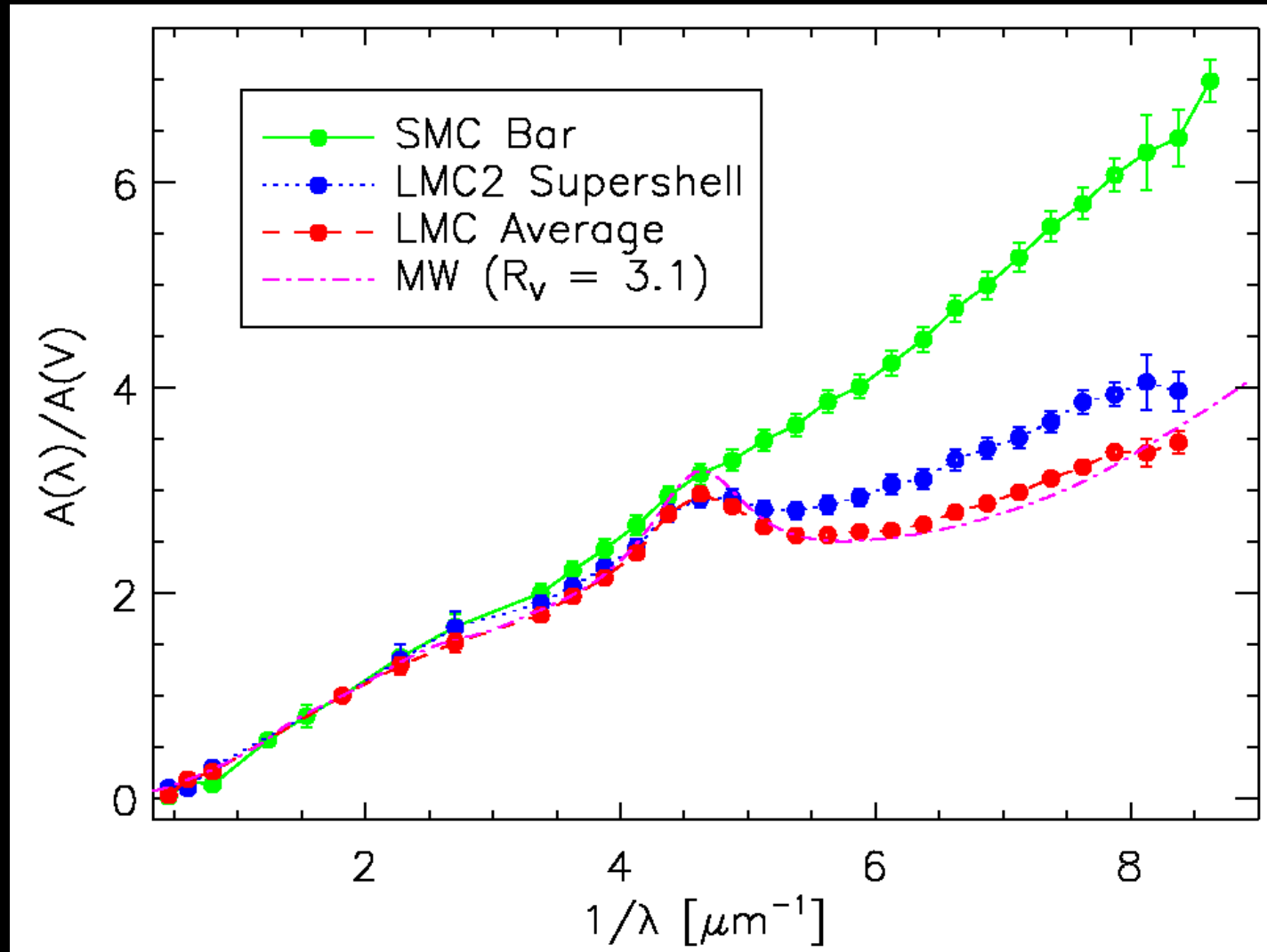


# Grãos interestelares: composição química



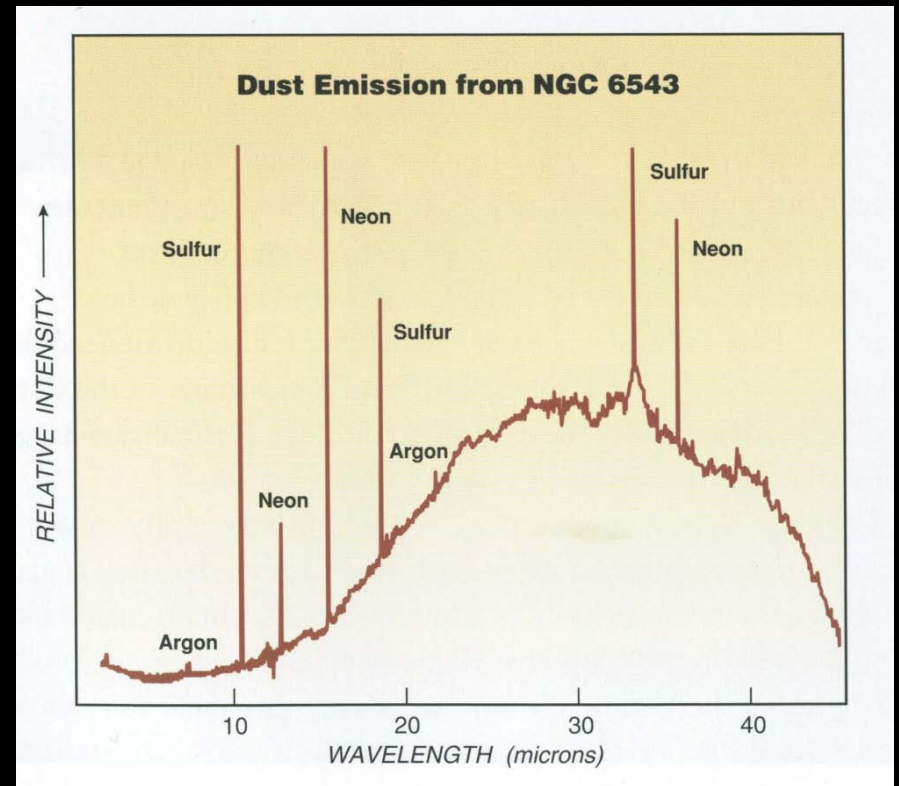
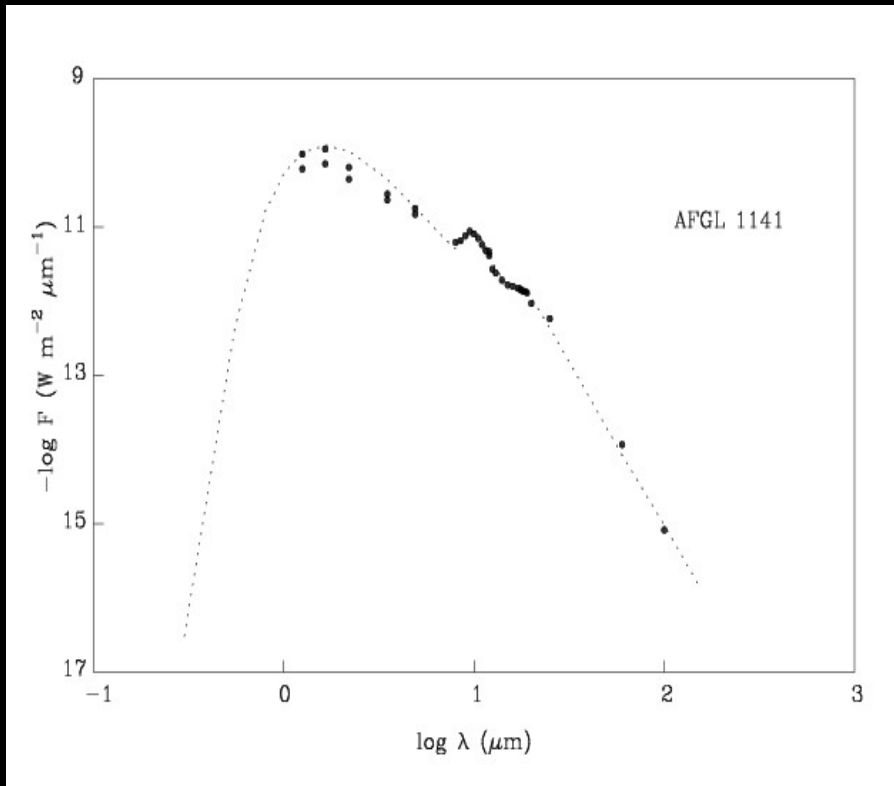
## Hidrocarbonetos aromáticos policíclicos PAH

# Grãos interestelares Extinção



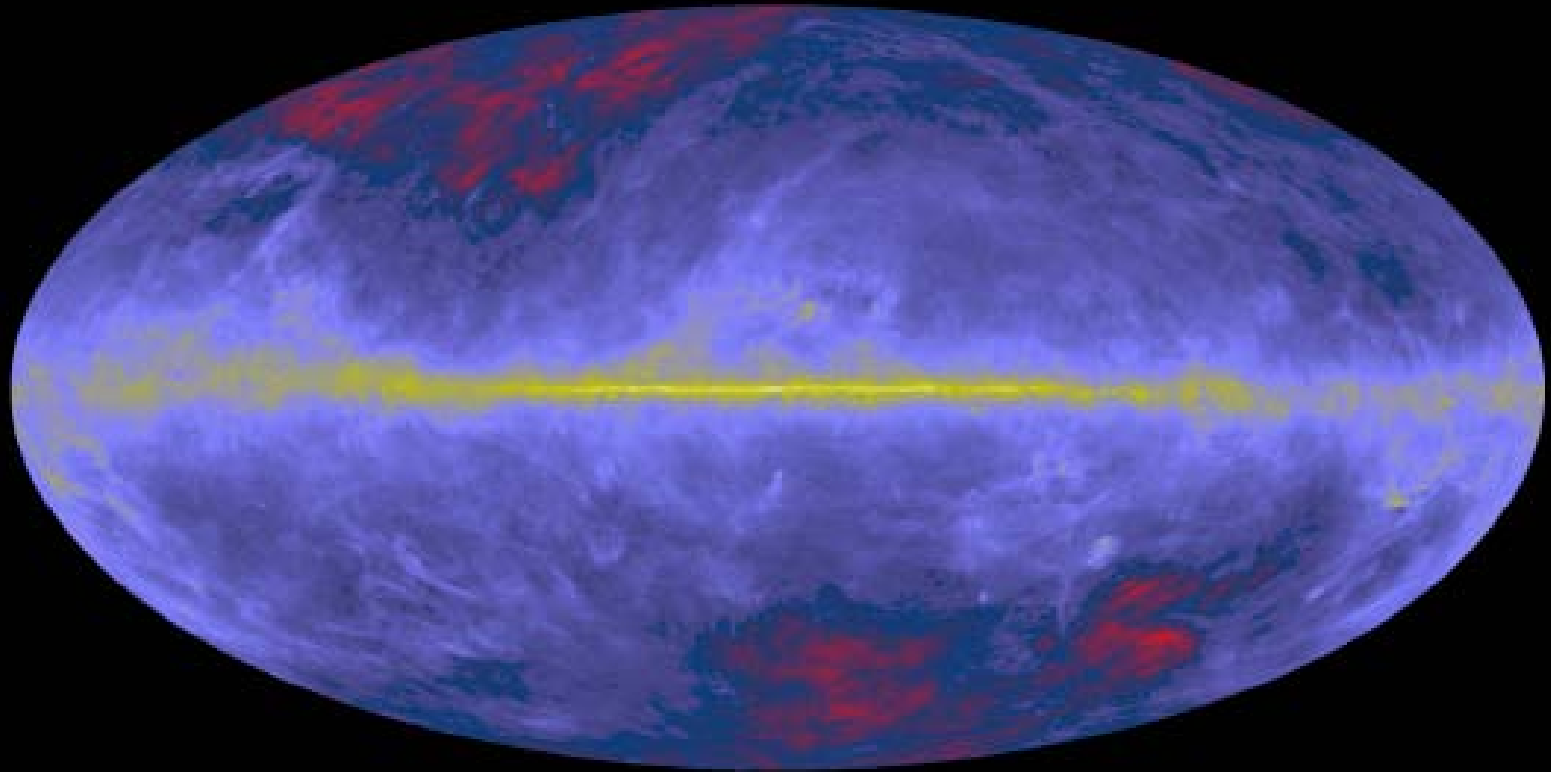
# Grãos interestelares

## Emissão infravermelha





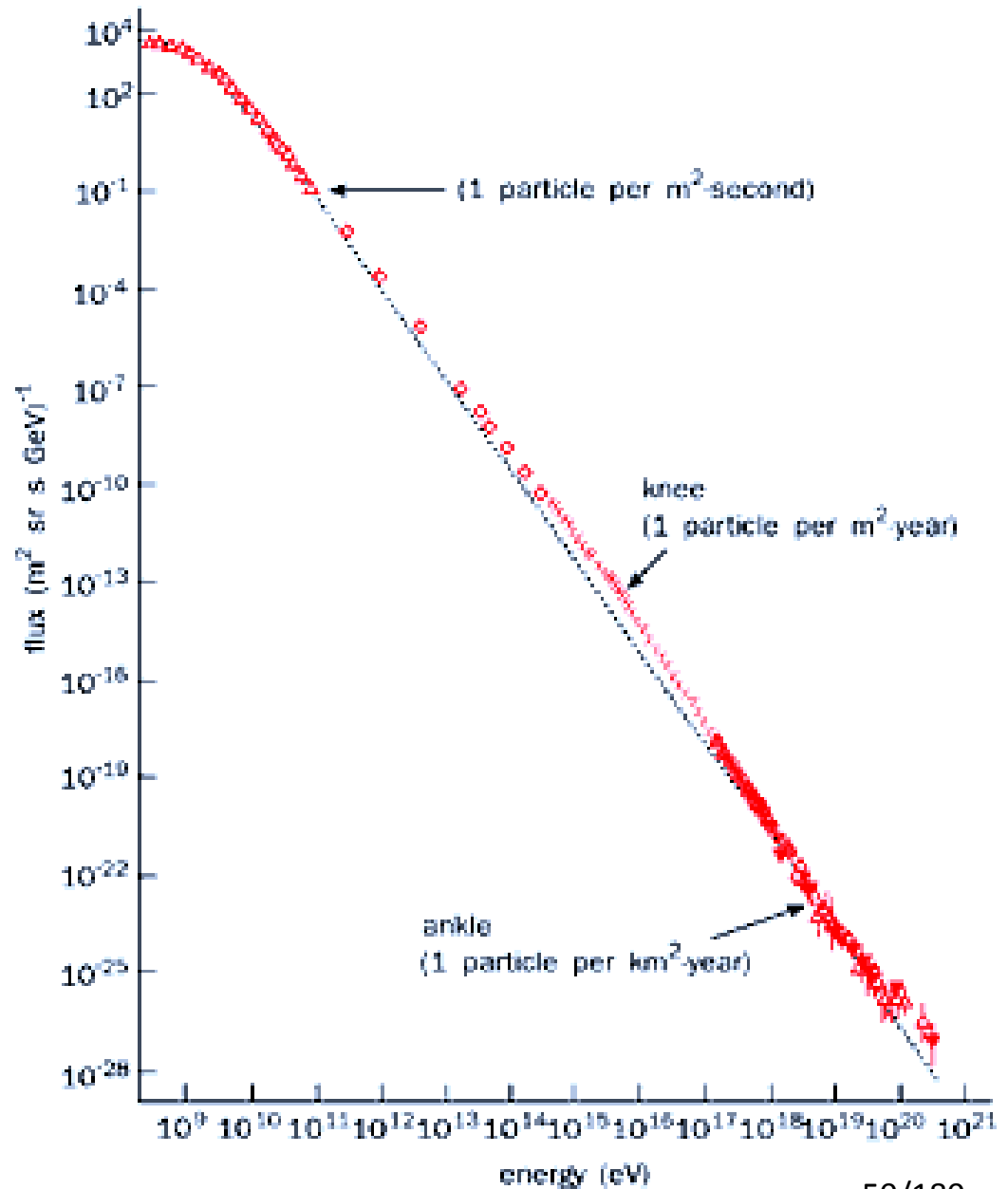
# Poeira interestelar IRAS/COBE



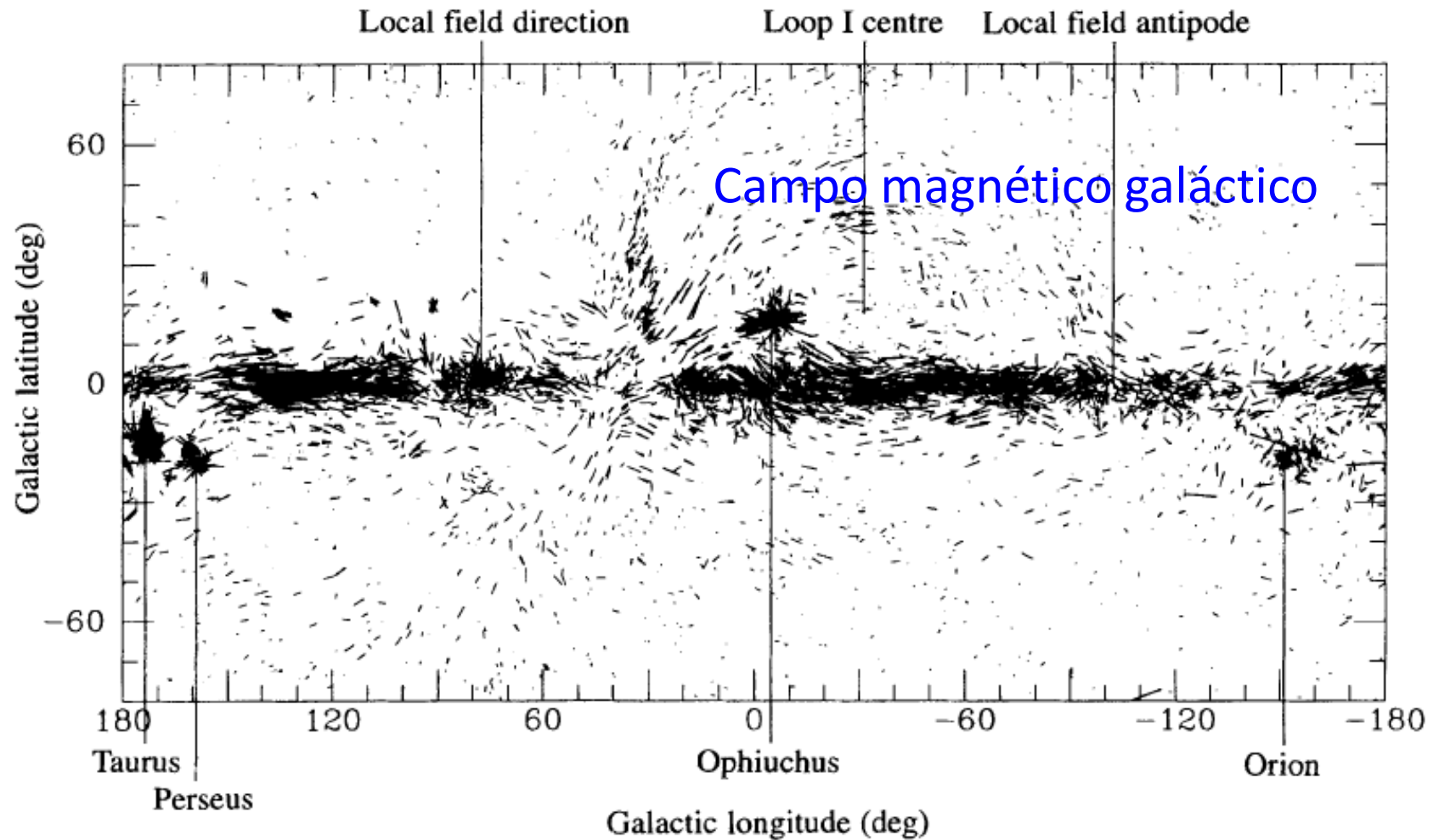
Schlegel et al. (1998)

- Raios cósmicos

Raios cósmicos:  
espectro de energia

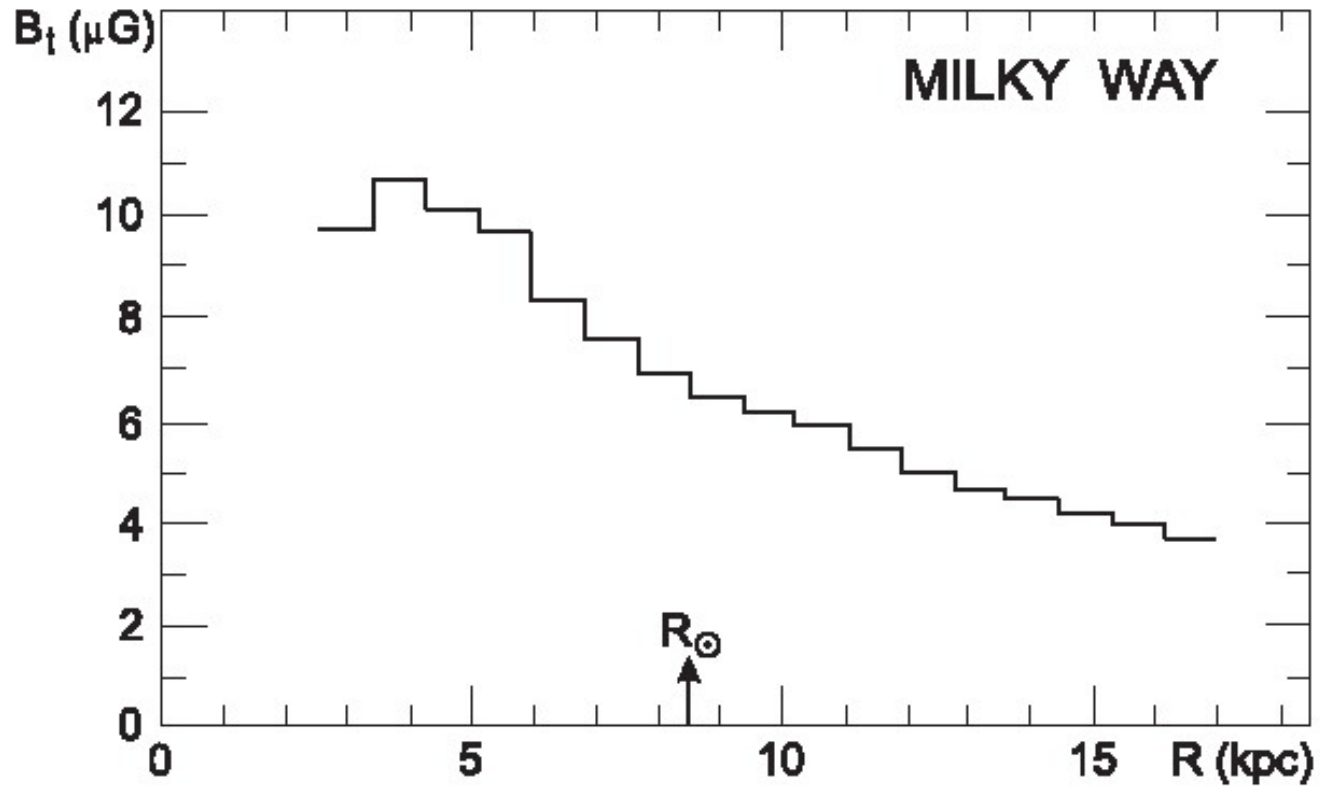


- Campo magnético



Zweibel & Heiles (1997)

# Galáxia: Campo magnético

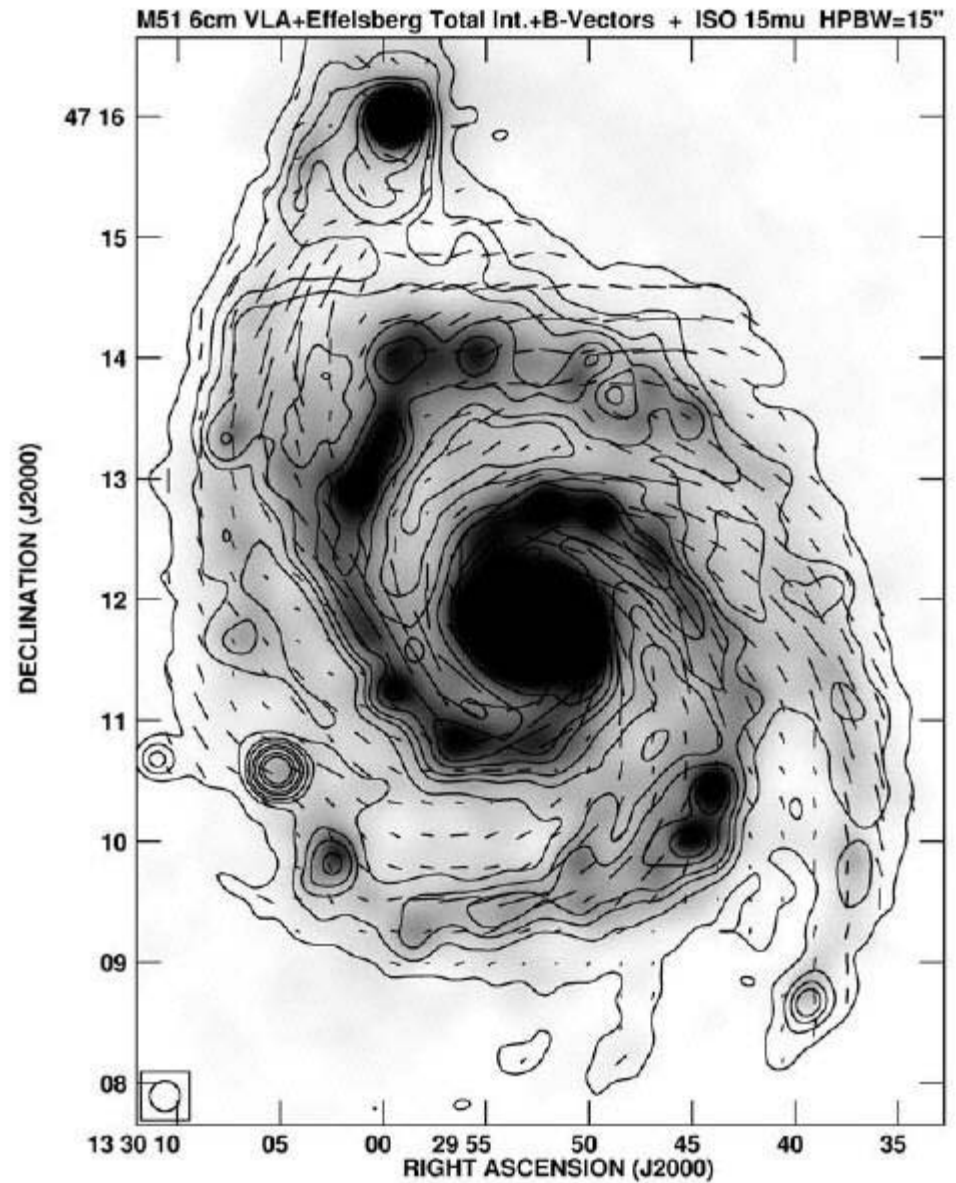


Beck (2004)



# Campo magnético M51

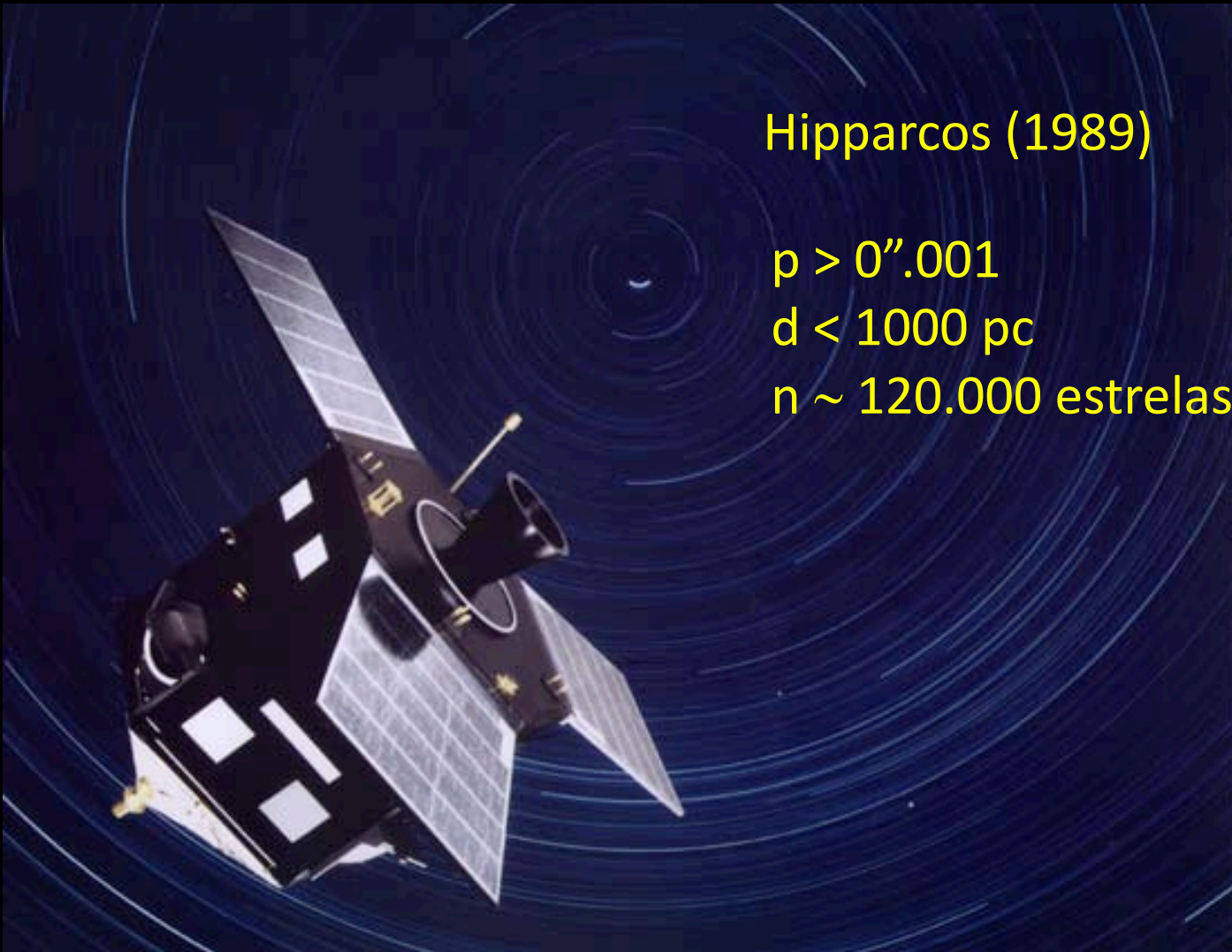
Beck (2004)



## 4. Estrutura galáctica

- O problema das distâncias
- A linha de 21 cm do H
- Braços espirais
- A rotação galáctica
- O centro galáctico

- O problema das distâncias



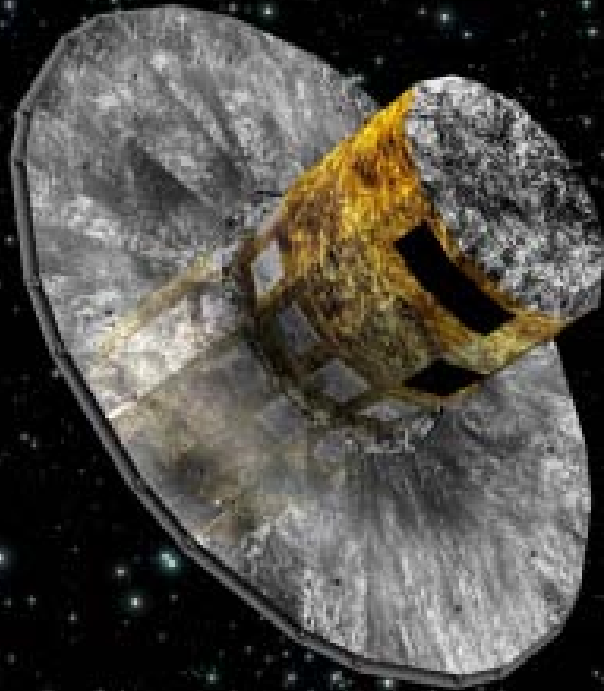
Hipparcos (1989)

$p > 0''.001$

$d < 1000 \text{ pc}$

$n \sim 120.000 \text{ estrelas}$

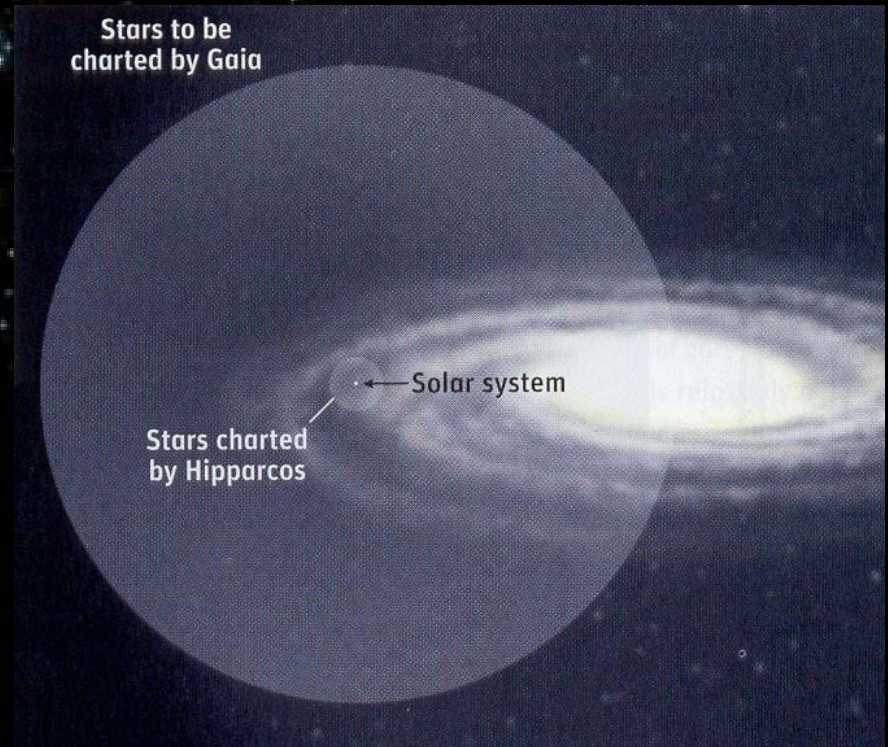
# GAIA



$p > 0''.00001$

$d < 100000 \text{ pc} = 100 \text{ kpc}$

$n \sim 100.000.000 \text{ estrelas}$

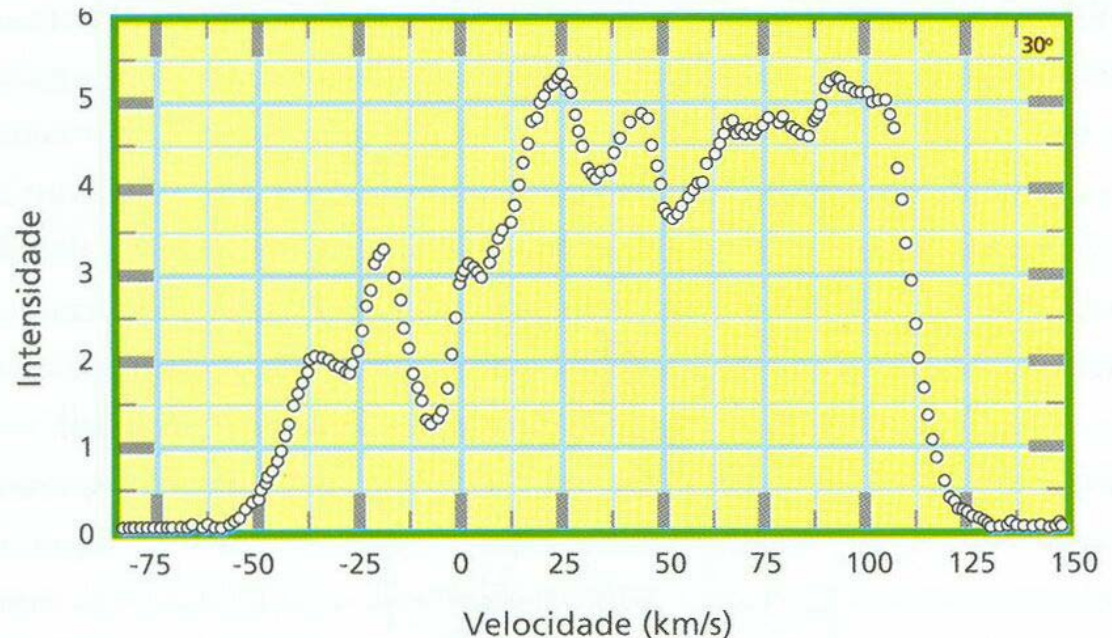


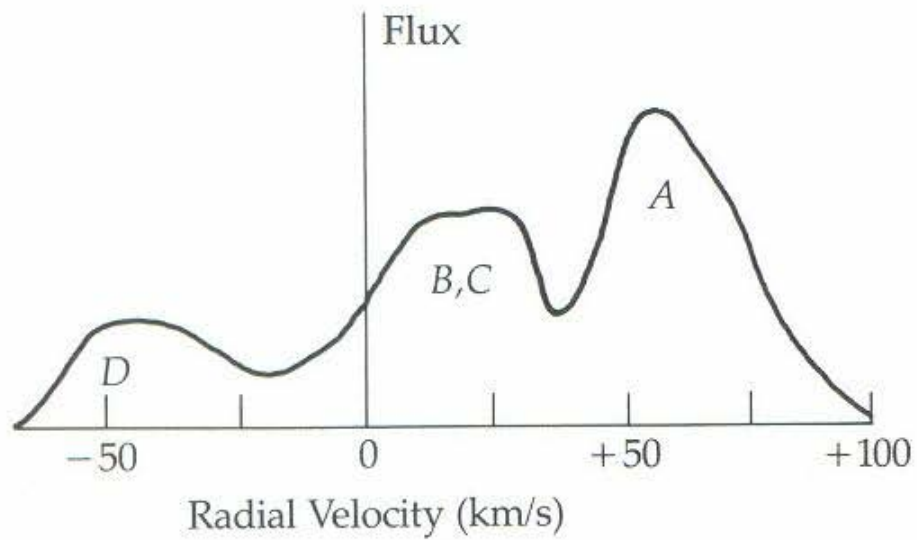


- A linha de 21 cm do H

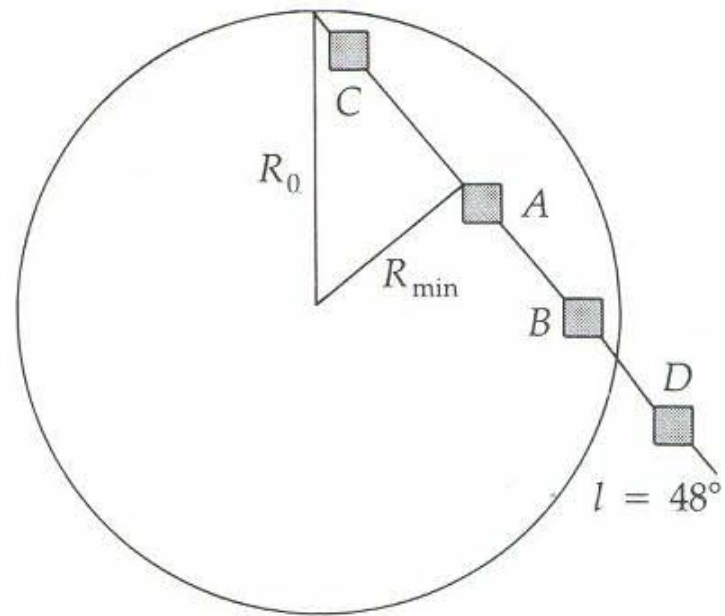
Observações na linha de 21 cm do H permitem mapear a estrutura do disco galáctico em algumas direções com grande precisão. Da mesma forma, regiões HII associadas a estrelas quentes, cujas distâncias são bem determinadas, contribuem para o mapeamento do disco e dos braços espirais.

Emissão de H na longitude de  $30^\circ$ , onde se observa uma velocidade máxima de 125 km/s.



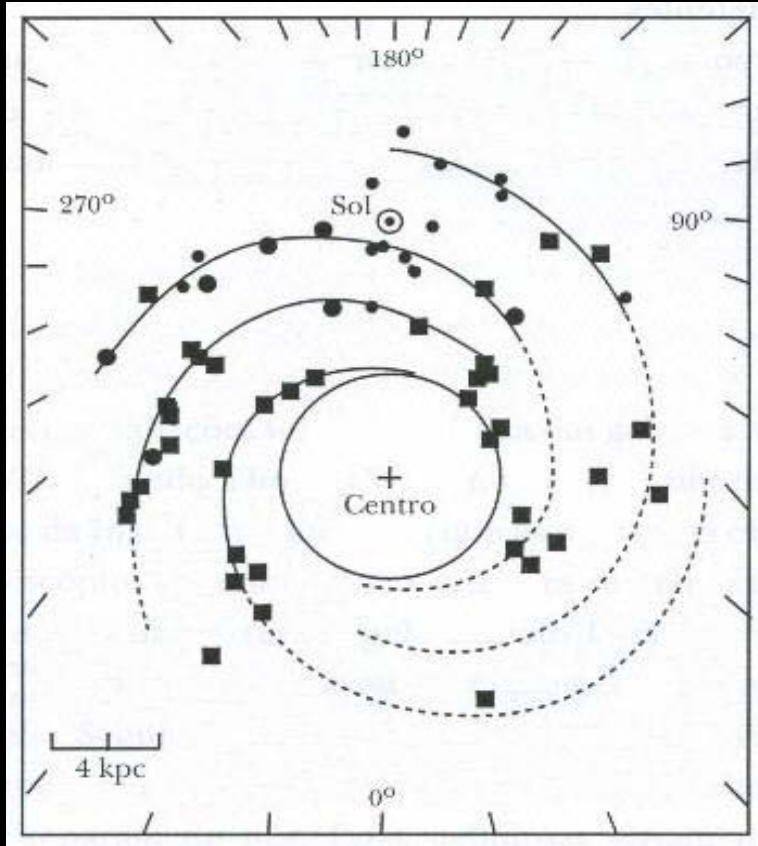


A



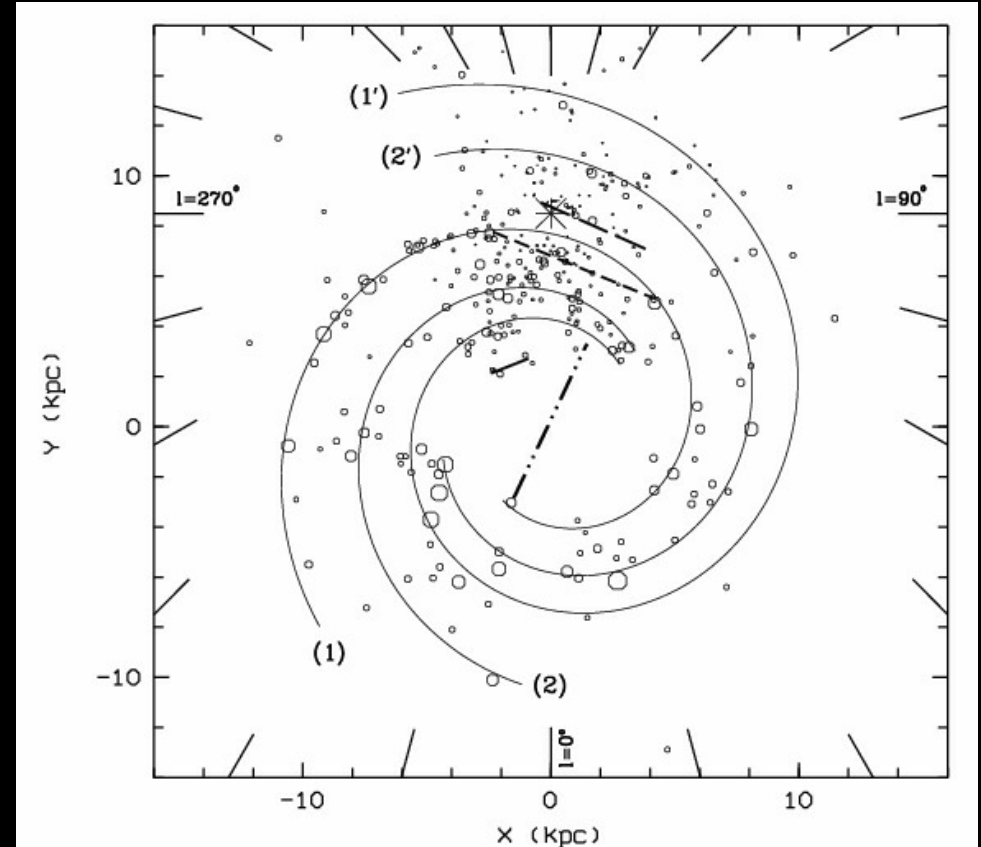
B

- Braços espirais



Georgelin & Georgelin (1976)

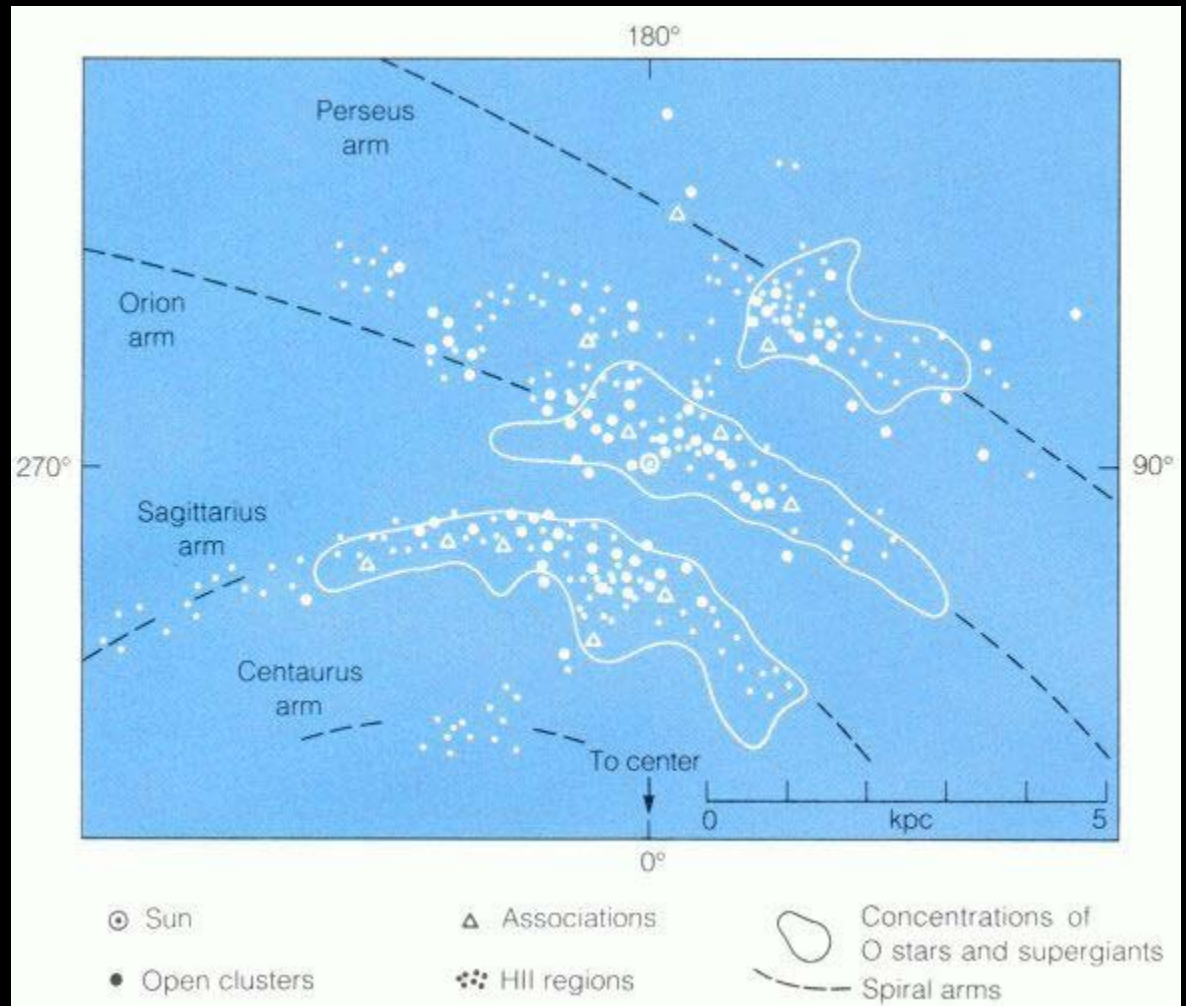
## Regiões HII



Russeil (2000)

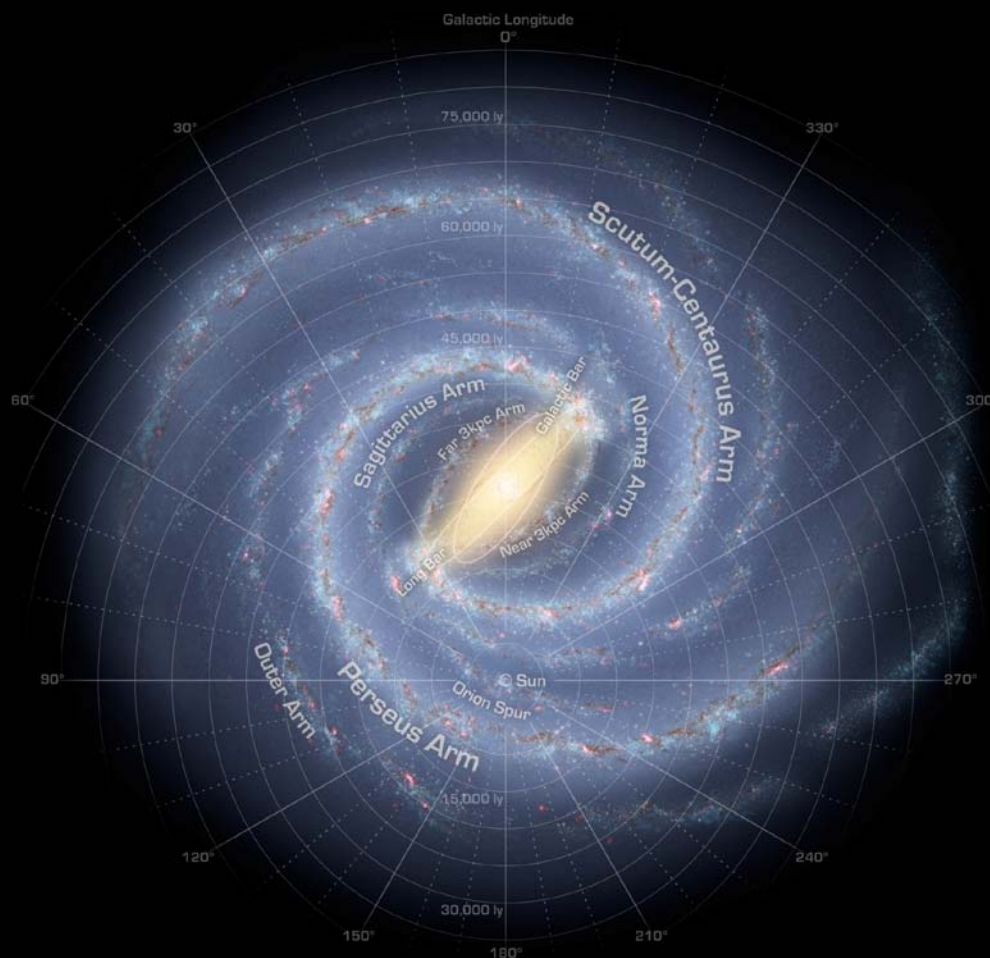
# Regiões HII: Mapeamento dos braços espirais

Os objetos jovens dos braços de Sagittarius, Orion e Perseus ainda não tiveram tempo de se afastar dos locais de nascimento.



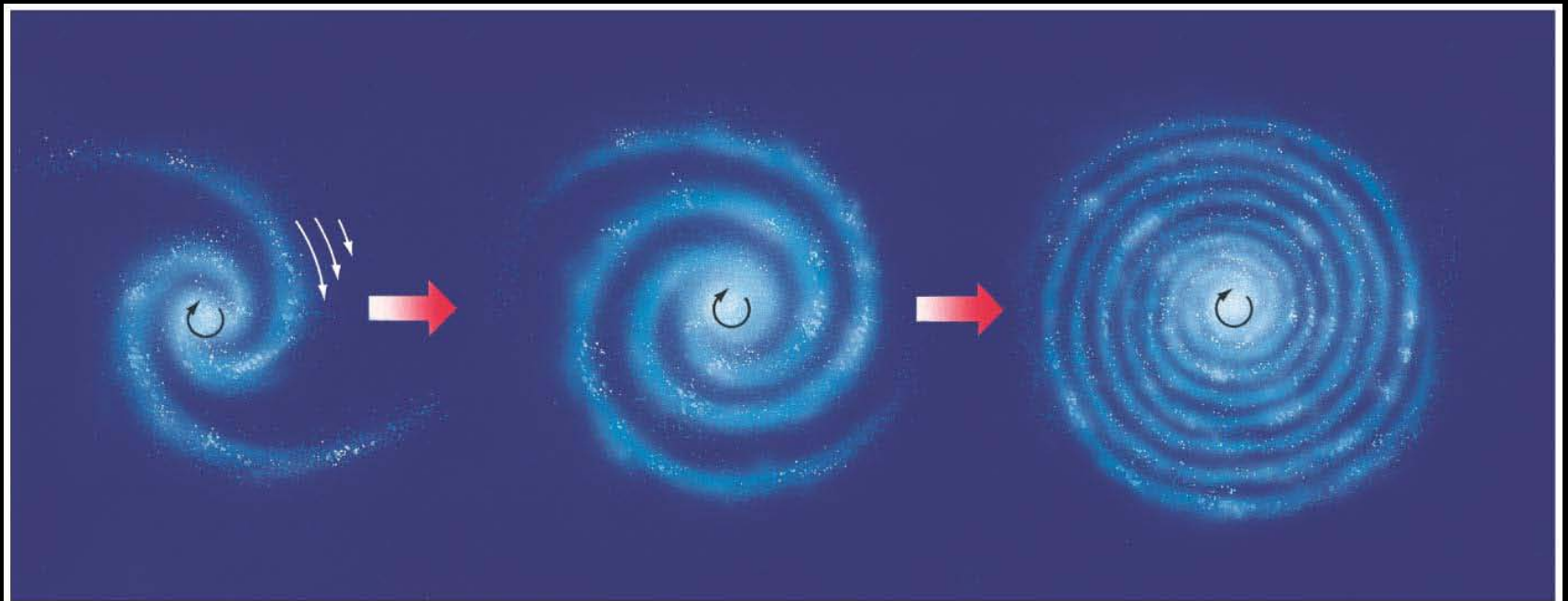


Apesar das dificuldades observacionais e das discrepâncias entre os dados em rádio e ópticos, a estrutura do disco e dos braços espirais é razoavelmente bem delineada.



Os braços espirais podem ser evidenciados opticamente, por associações de estrelas brilhantes, regiões HII e supergigantes, e em rádio, na linha de 21 cm do H e linhas do CO. Como as estrelas brilhantes são geralmente muito jovens, com idades abaixo de 10 milhões de anos, esta região do disco pode ser caracterizada como de população I, ou população I jovem.

A existência dos braços espirais como entidades físicas coloca alguns problemas, pois eles deveriam ser destruídos ou enrolados pela rotação galáctica diferencial, o que obviamente não ocorre.



Com base nas velocidades observadas, a escala de tempo dos braços deveria ser da ordem de  $10^8$  anos, muito menor que a idade da Galáxia, que é de 10 bilhões de anos. Portanto, ou existe um mecanismo capaz de compensar o efeito da rotação galáctica, ou os braços são equivalentes a **zonas de compressão** de ondas estacionárias em um sistema de referência em rotação.

No estudo teórico da formação dos braços espirais devem ser consideradas as forças gravitacionais, hidrodinâmicas e hidromagnéticas que atuam sobre o gás.



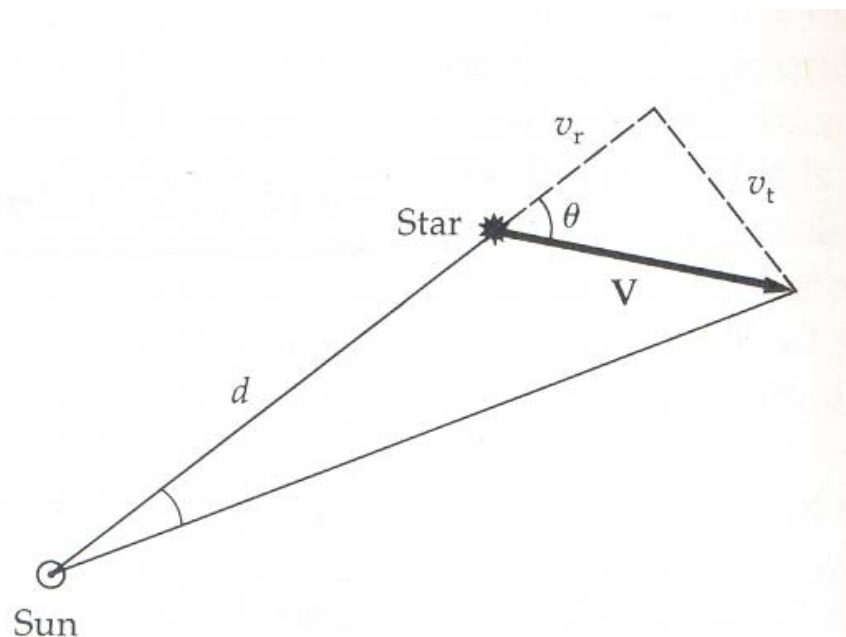
Este estudo ainda não é uma realidade, mas a **teoria das ondas de densidade**, proposta nos anos 1960, parece resolver boa parte dos problemas associados aos braços espirais.

Na teoria das ondas de densidade, os máximos de densidade, ou “cristas” da onda, giram em torno do centro galáctico com uma velocidade angular essencialmente constante, diferente da velocidade angular da matéria, que depende da rotação diferencial e varia com a distância ao centro da Galáxia.

Nas partes internas a matéria gira mais rapidamente do que a onda, o inverso ocorrendo nas regiões mais externas. A concentração de matéria nos braços é devida à aproximação periódica de diferentes partes da Galáxia durante seu movimento.

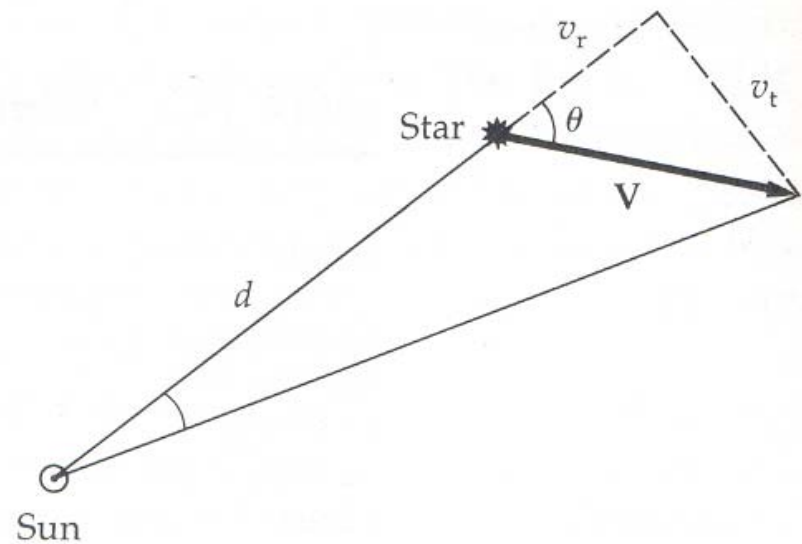
- A rotação galáctica

A velocidade de uma estrela com relação ao Sol, ou velocidade espacial  $v_e$ , pode ser decomposta em duas componentes, a **velocidade radial  $v_r$**  e a **velocidade tangencial  $v_t$**  a primeira na direção da linha de visada e a segunda contida no plano do céu

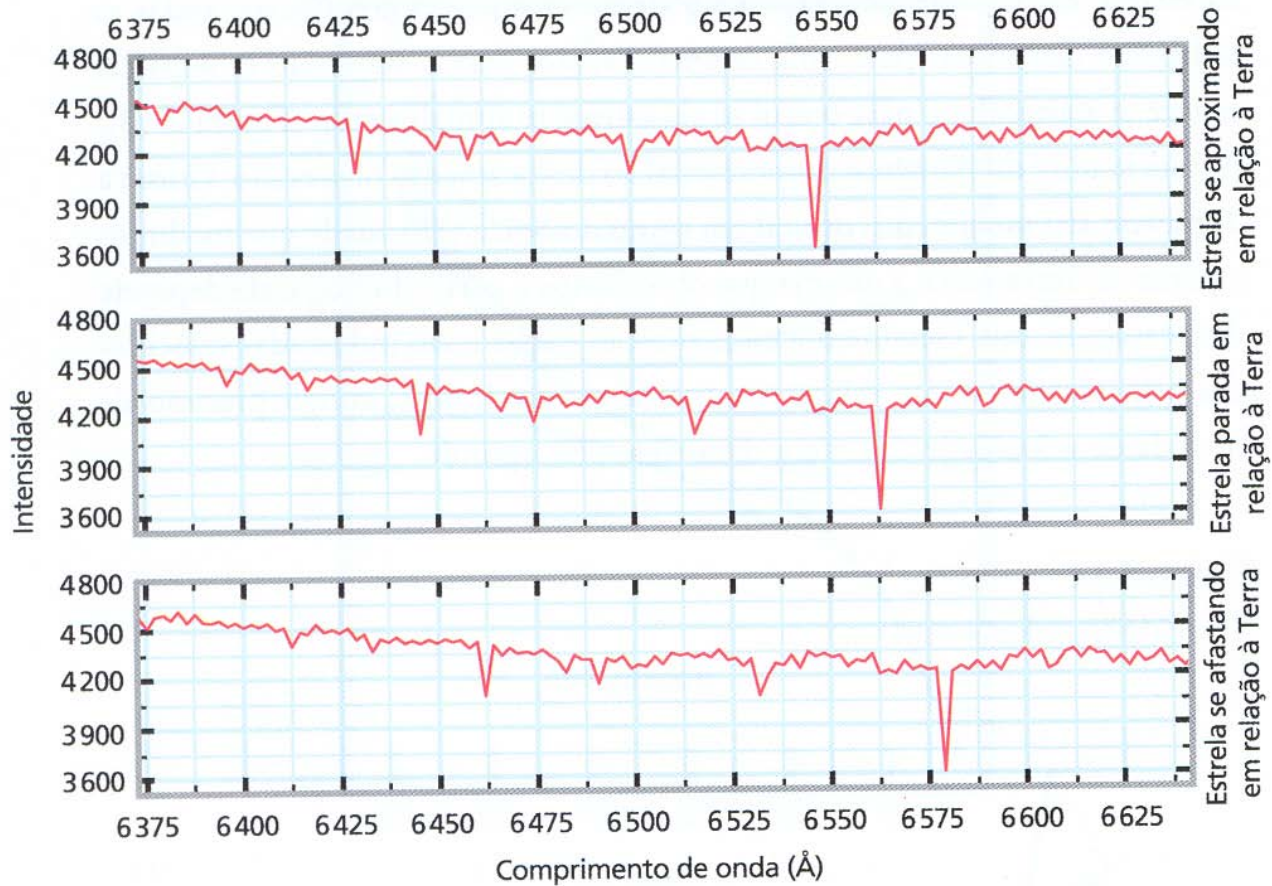


$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} = \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0} = \frac{\nu_0 - \nu}{\nu} = \frac{v}{c}$$

A velocidade radial  
pode ser medida com  
grande precisão pelo  
efeito Doppler



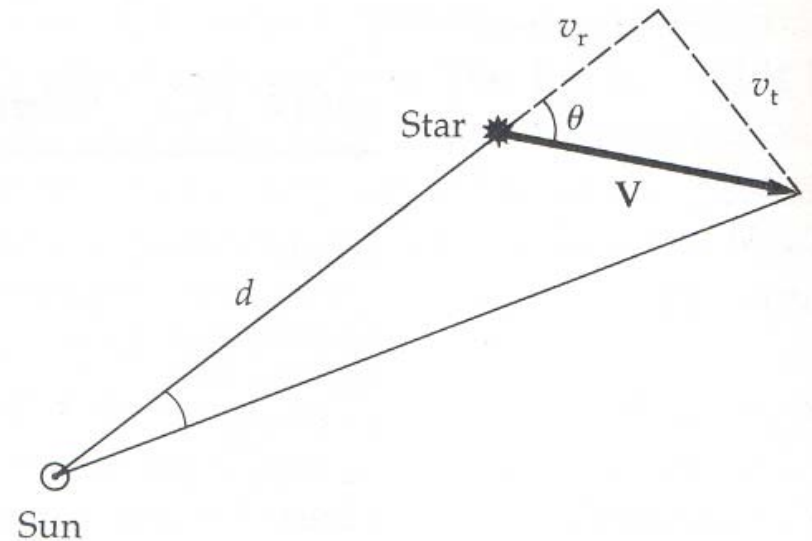
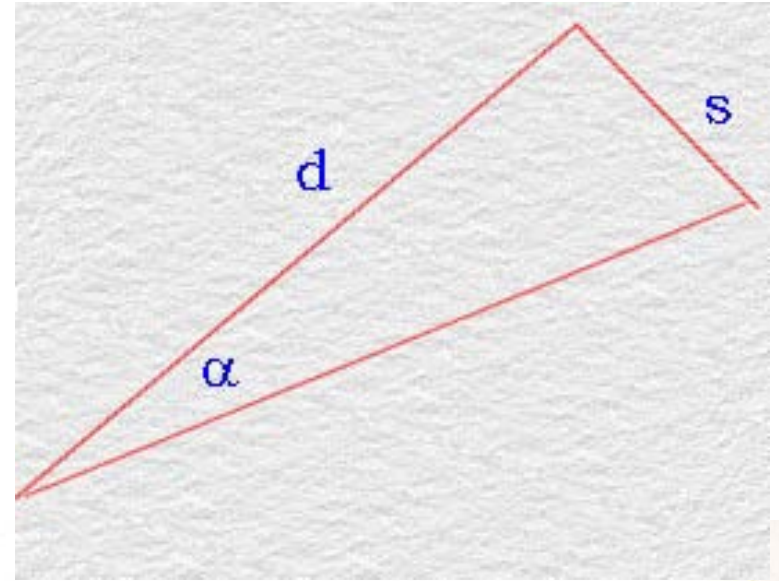
# Velocidade radial – efeito Doppler



J. Lépine (2008)



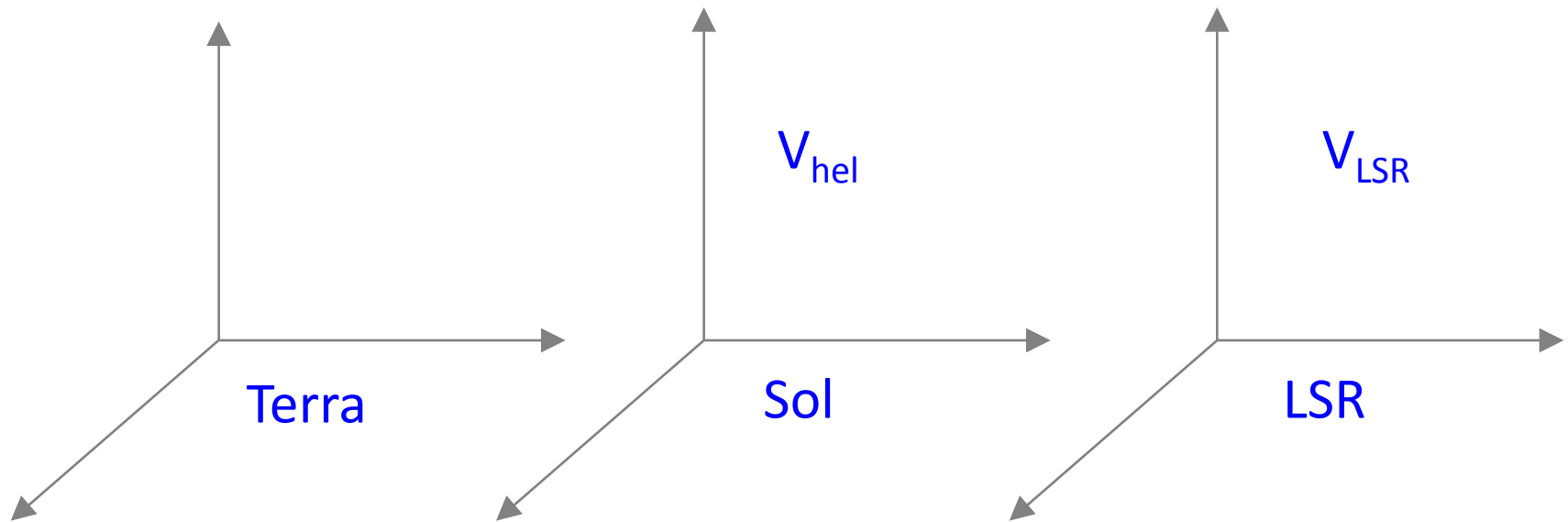
A velocidade tangencial (ou o movimento próprio) é muito mais difícil de determinar, e só pode ser medida em objetos relativamente próximos.



# LSR – Local Standard of Rest

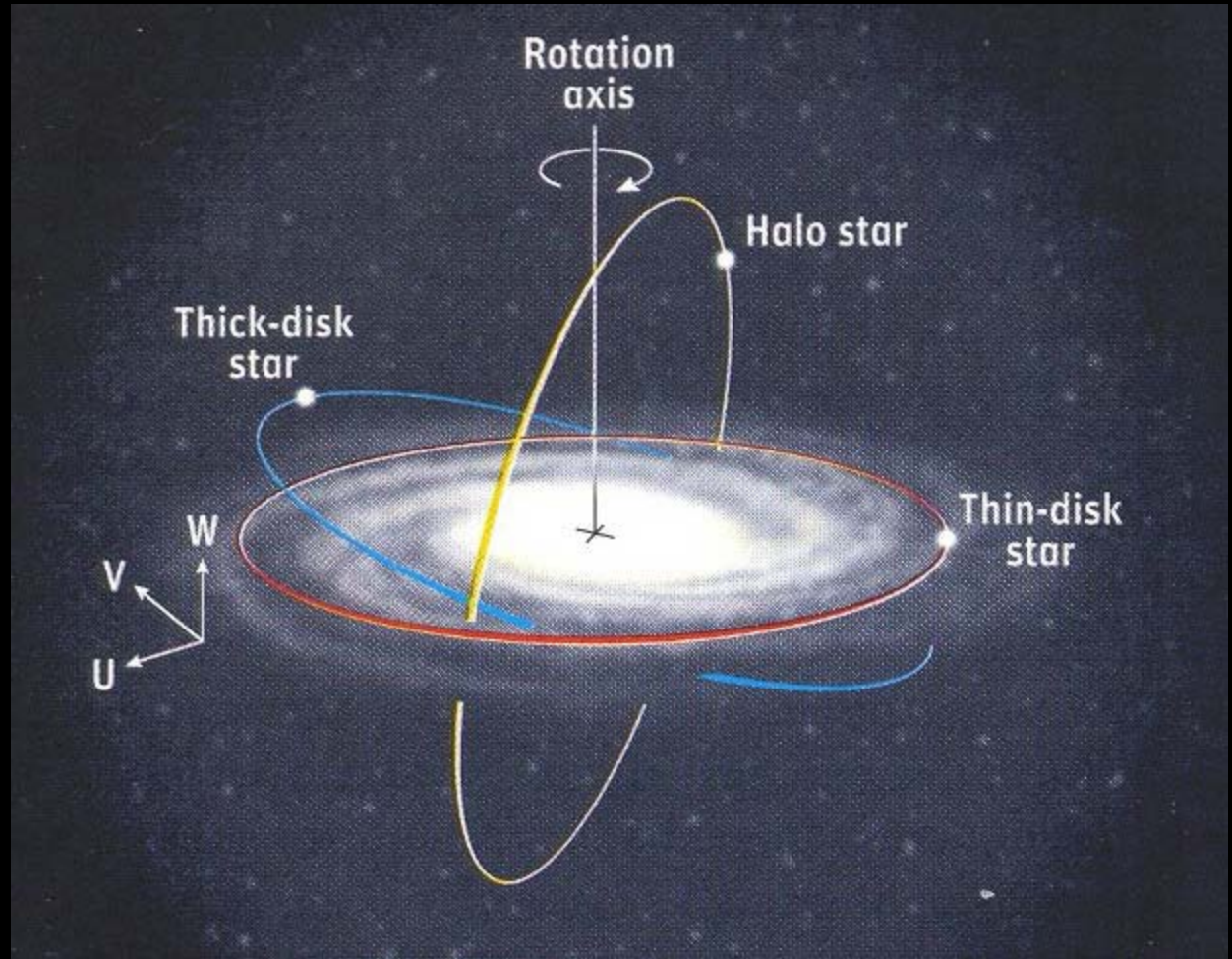
## Padrão Local de Repouso

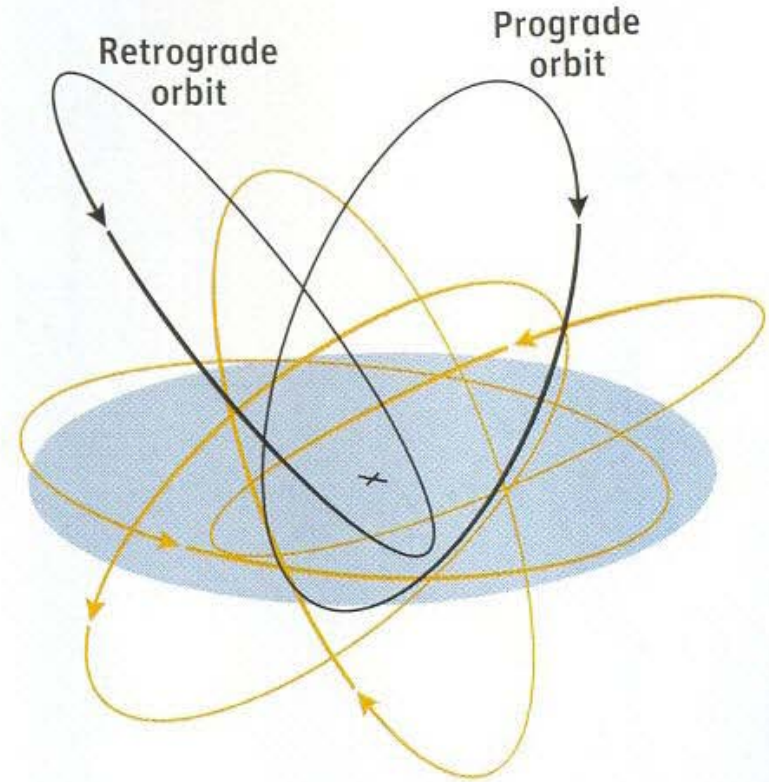
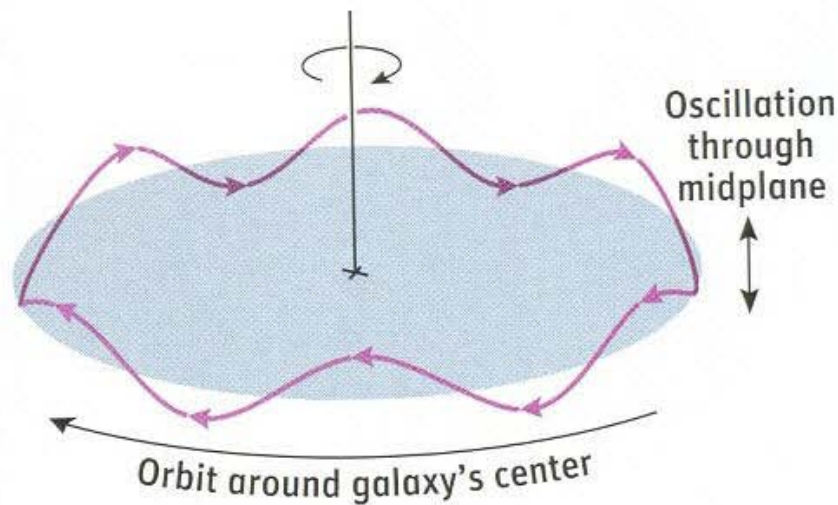
Definido a partir dos movimentos das estrelas na vizinhança solar ( $d \sim 100$  pc)



# Movimentos das estrelas na Galáxia

Diferenças entre os movimentos no disco fino, disco espesso, halo e bojo





No disco, o movimento de rotação pode ser caracterizado pela curva de rotação galáctica. A velocidade na direção  $z$ , perpendicular ao disco, é pequena. No halo ocorre o inverso, e a velocidade na direção  $z$  é geralmente dominante.



A forma plana da Galáxia sugere uma rotação. As órbitas das estrelas são determinadas pela distribuição das massas. A rotação galáctica foi descoberta em 1923 por Charlier, e as primeiras análises foram feitas por Oort e Lindblad, na década de 1920.

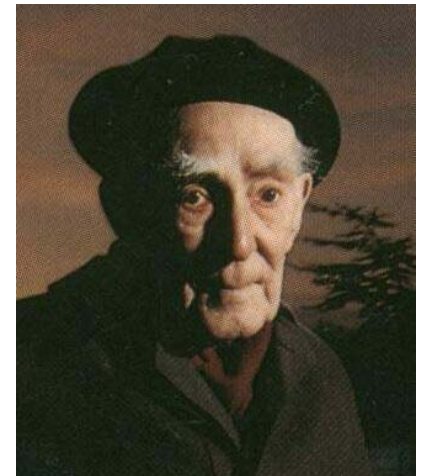
A rotação galáctica é expressa pela **curva de rotação**, um gráfico da velocidade linear de rotação  $\Theta$  em função da distância ao centro galáctico  $R$ , projetada no plano.

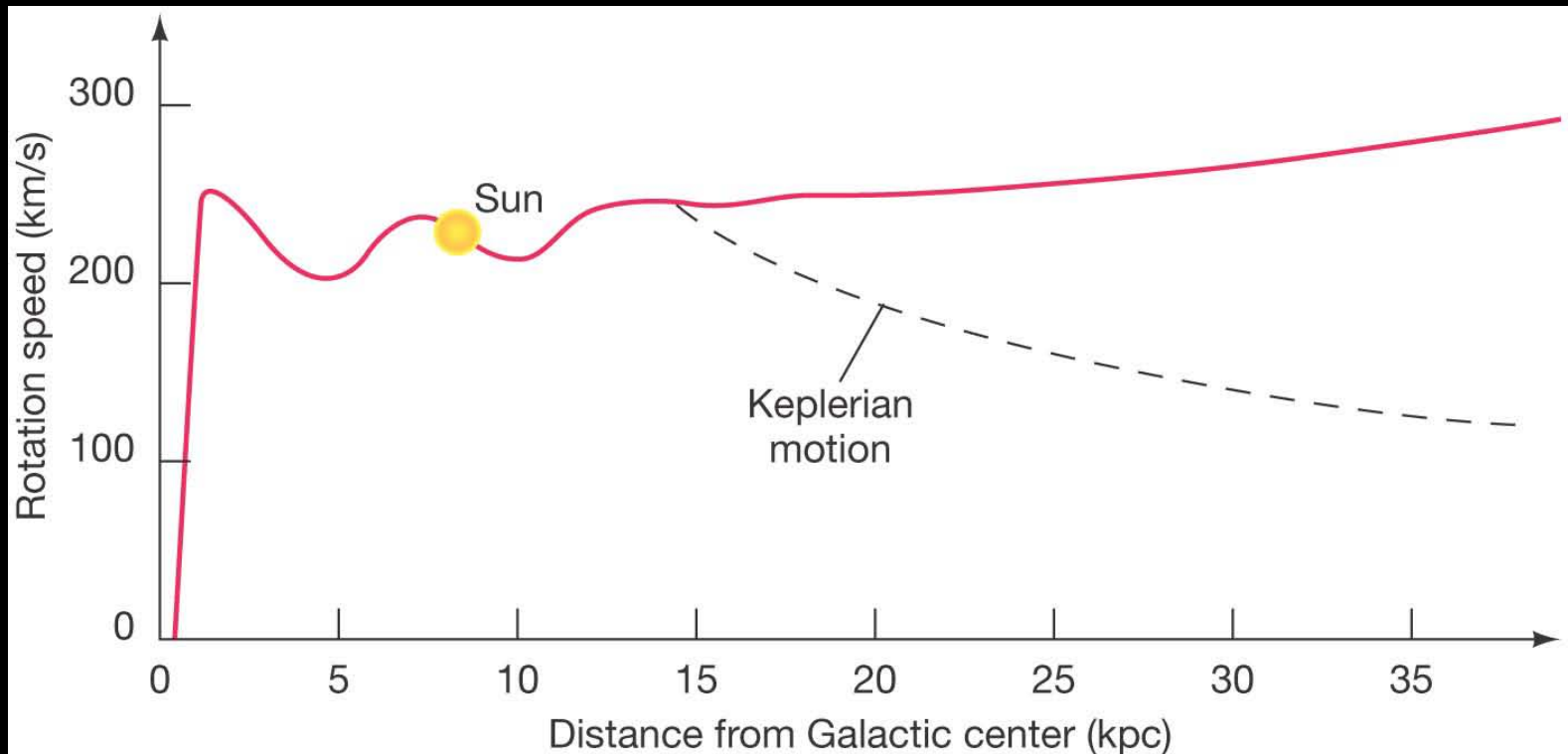
Dois métodos podem ser geralmente usados para a obtenção da curva de rotação:

1 - Observações ópticas dos movimentos das estrelas e regiões HII, limitadas a alguns kpc devido à absorção Interestelar.

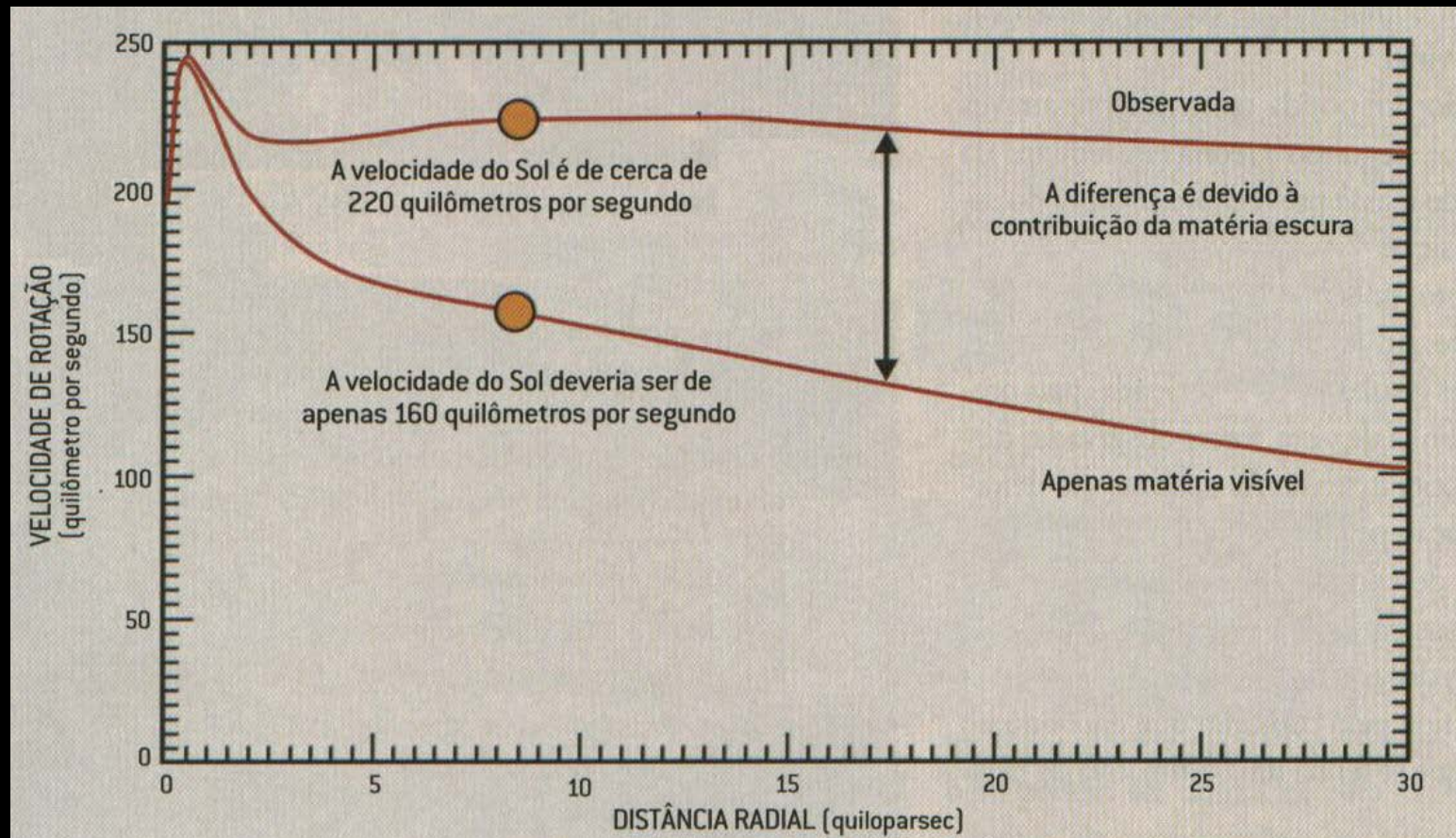
2 - Observações da linha de 21 cm do H, que fornecem a curva de rotação nas regiões internas da Galáxia.

As equações da rotação galáctica podem ser consideravelmente simplificadas no caso de objetos próximos ao Sol. A análise pioneira deste problema foi feita por Jan Oort em 1927.





Supondo que a massa da Galáxia está concentrada na região interna, a velocidade de rotação deveria diminuir com o aumento da distância ao centro, na forma  $v \propto R^{-1/2}$ , ou seja, as órbitas deveriam ser keplerianas. Isto não acontece.



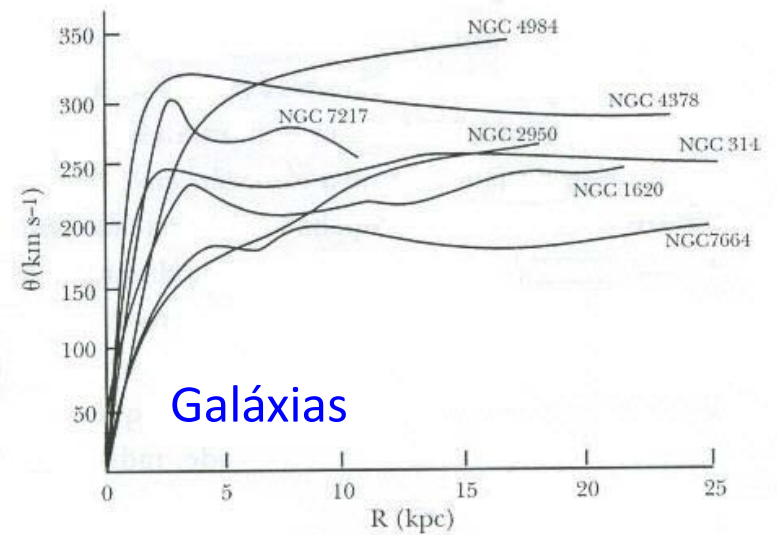
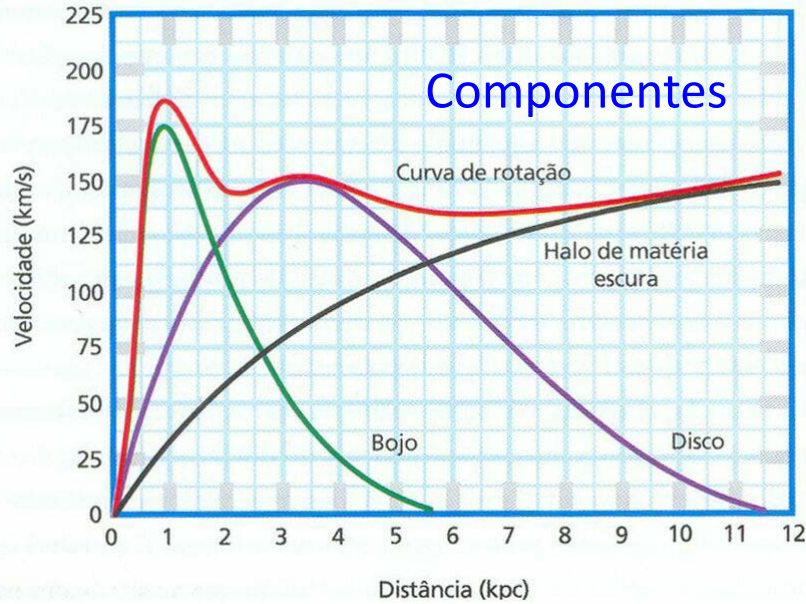
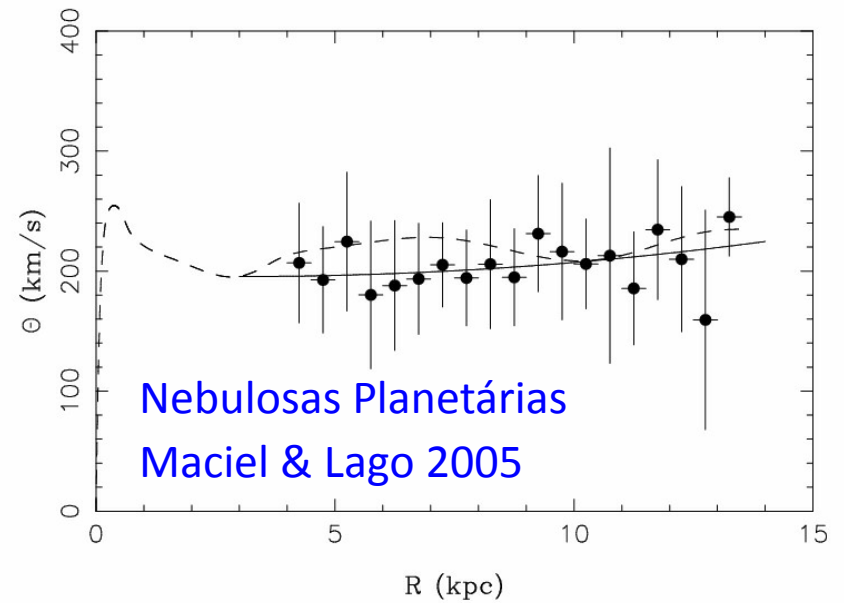
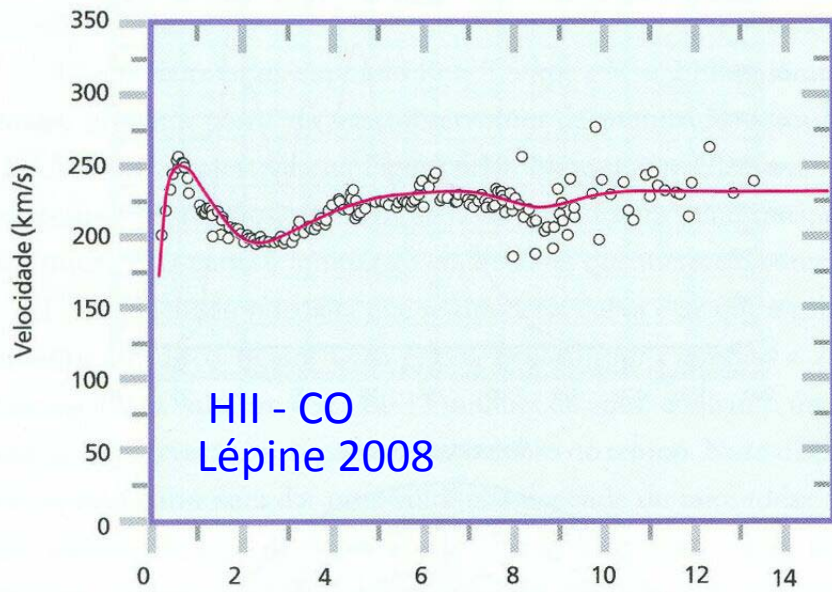
A diferença no comportamento da curva de rotação com relação à curva kepleriana deve-se provavelmente à existência de matéria escura, não luminosa, mas que exerce um efeito gravitacional.



A curva de rotação observada é consistente com uma rotação rígida nas regiões internas da Galáxia, onde  $\Theta$  é crescente com a distância  $R$ .

O fato da curva de rotação ser aproximadamente constante além do círculo solar pode ter uma interpretação, além de descartar a hipótese de rotação kepleriana.

A explicação mais aceita para uma curva de rotação plana seria a existência de matéria não luminosa (*dark matter*), como a matéria escura fria (*cold dark matter*). Nesse caso, para regiões mais distantes do círculo solar, a matéria luminosa que constitui as estrelas seria uma pequena fração da massa total da Galáxia.





- O centro galáctico

O centro da Galáxia

2MASS

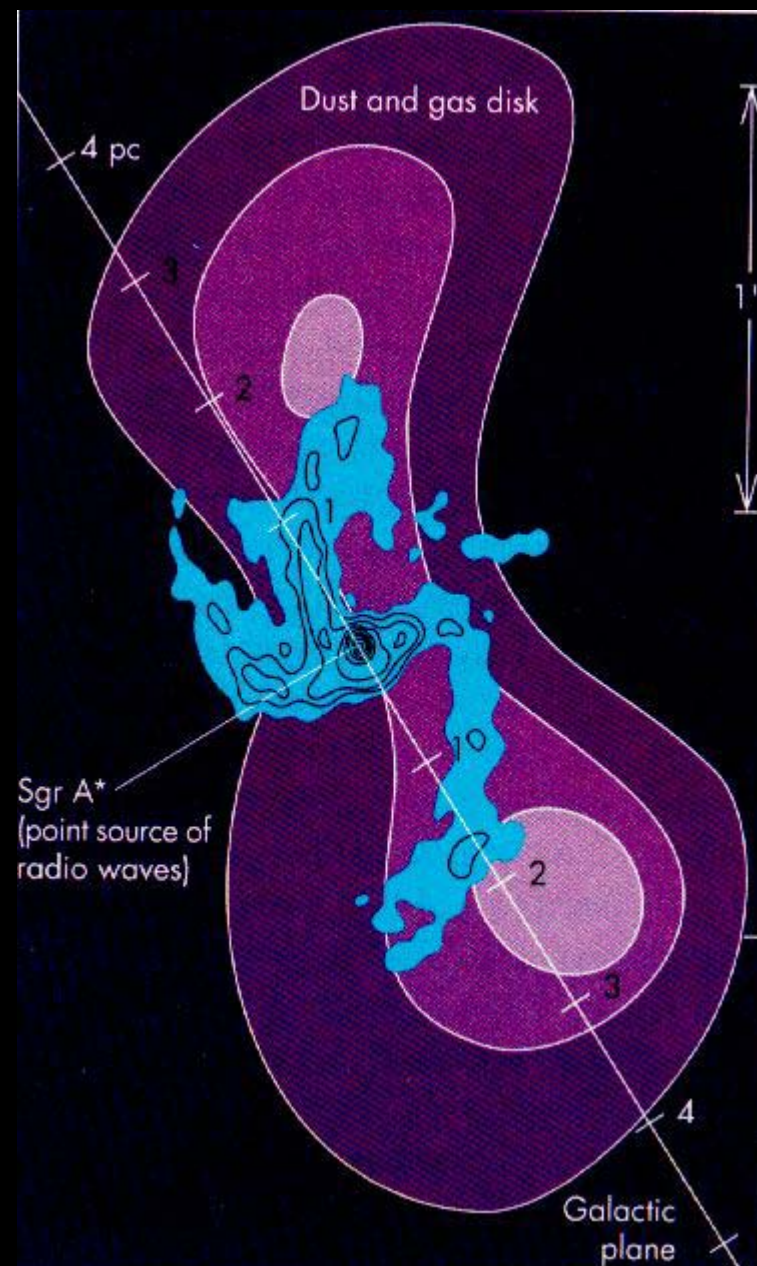
Ao contrário de outras galáxias, como M31, o bojo de nossa Galáxia não pode ser observado com muitos detalhes, devido à extinção interestelar. Em imagens profundas pode ser visto que na região central da Galáxia há uma grande concentração de estrelas, muito maior do que na vizinhança solar.

Próximo ao centro, a densidade das estrelas alcança cerca de  $10^5$  estrelas por parsec cúbico, de modo que sua separação média é muito menor do que na vizinhança solar. Este fenômeno é também observado em outras galáxias, e está relacionado ao processo de sua formação.



Como observado por Baade em M31, há um grande número de estrelas frias e avermelhadas, levando a uma emissão significativa na região infravermelha do espectro.

Na região central pode ser observada uma intensa fonte rádio, Sagittarius A, como visto na figura.



As velocidades de rotação no anel interno desta fonte sugerem que o objeto responsável pela emissão é um objeto compacto, com uma massa da ordem de  $10^6 M_{\odot}$ . Assim como em outras galáxias, acredita-se que nossa Galáxia contenha em seu interior um buraco negro supermassivo. Outras evidências recentes têm sido obtidas nesse sentido, tanto do ponto de vista cinemático com em termos de emissão de energia.

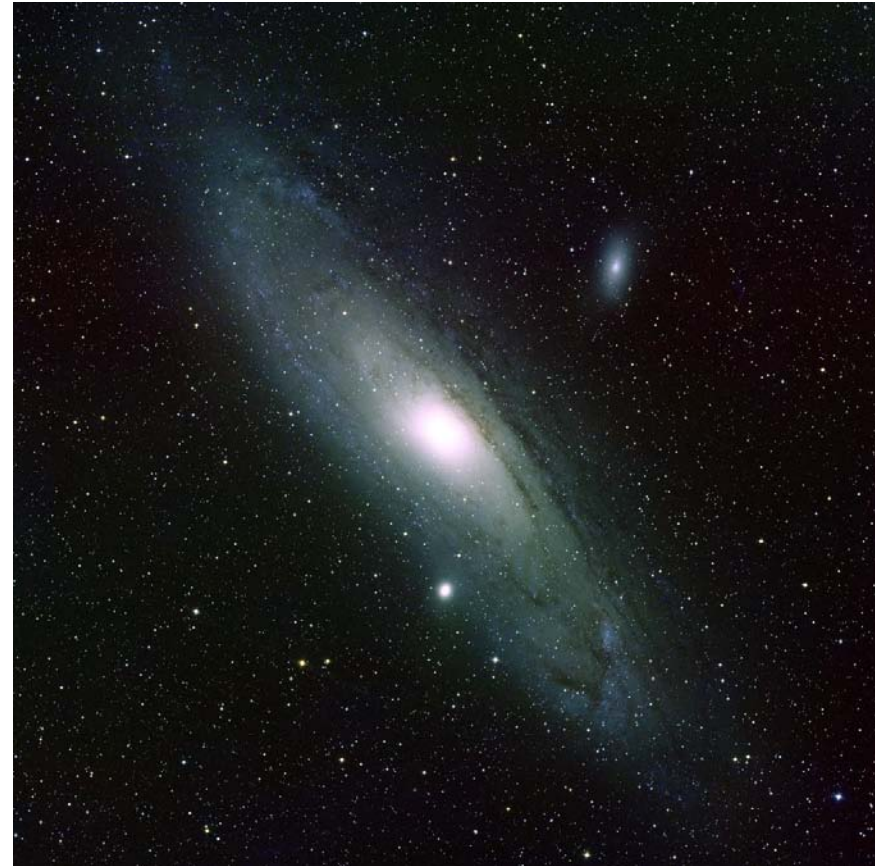
## 5. Populações estelares

- Populações estelares
- Composição química

- Populações estelares

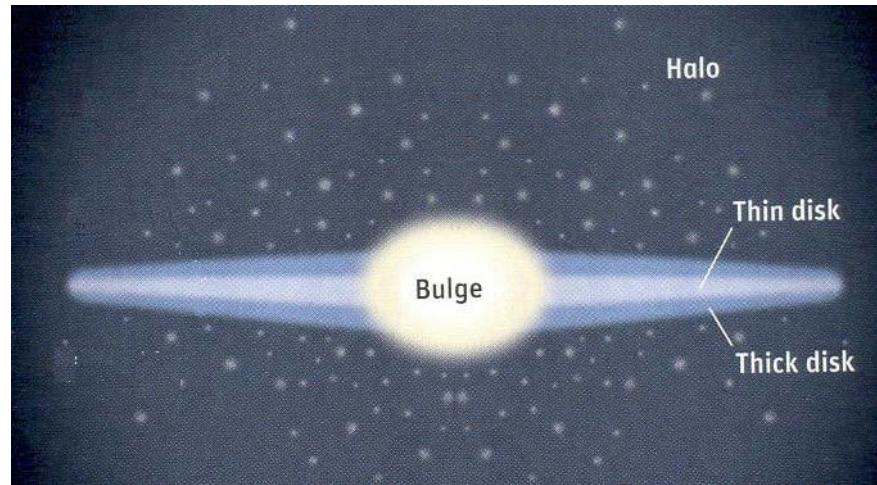
O conceito de populações estelares foi desenvolvido por Walter Baade na década de 1940, a partir de observações da galáxia de Andrômeda, M31.

Baade notou que as estrelas mais jovens, azuladas, estavam concentradas no disco da galáxia e nos braços espirais, enquanto que as estrelas mais avermelhadas e velhas estavam localizadas na região central, ou bojo da galáxia.





Segundo Baade, os objetos se distribuíam em duas populações, a **população I**, composta de objetos mais jovens, localizados no disco da galáxia, e a **população II**, contendo estrelas mais velhas, localizadas principalmente no bojo e halo. Com o trabalho pioneiro de Baade (1944) sobre a composição estelar de M31 foi introduzido o conceito de **populações estelares**, segundo o qual objetos com características diferentes ocupam regiões diferentes das galáxias.



Este conceito foi desenvolvido e aplicado também à nossa Galáxia. Os critérios iniciais de separação das populações estelares são basicamente sua **localização, cor e idade**. Atualmente, o conceito de população é mais detalhado, e diversos critérios são usados para separar os diferentes objetos. Esses critérios estão relacionados com a formação e evolução das galáxias.

Para a nossa Galáxia, os objetos de **População I**, como as estrelas azuis, são objetos jovens, enriquecidos em elementos pesados (geralmente chamados de "metais"), próximos ao plano galáctico, em movimento de rotação com baixas dispersões de velocidades. Em contraposição, os objetos mais velhos, avermelhados, pobres em metais e mais distantes do plano galáctico, com órbitas mais excêntricas, seriam tipicamente de **População II**.

Vemos que os principais critérios de classificação utilizados na definição das populações estelares são:

- idade
- composição química
- distribuição espacial
- natureza das órbitas
- características cinemáticas

Esses conceitos foram ainda mais refinados, para incluir 5 tipos diferentes de populações:

População I extrema (exemplo: regiões HII)

População I velha (Sol)

População disco (nebulosas planetárias de tipo II)

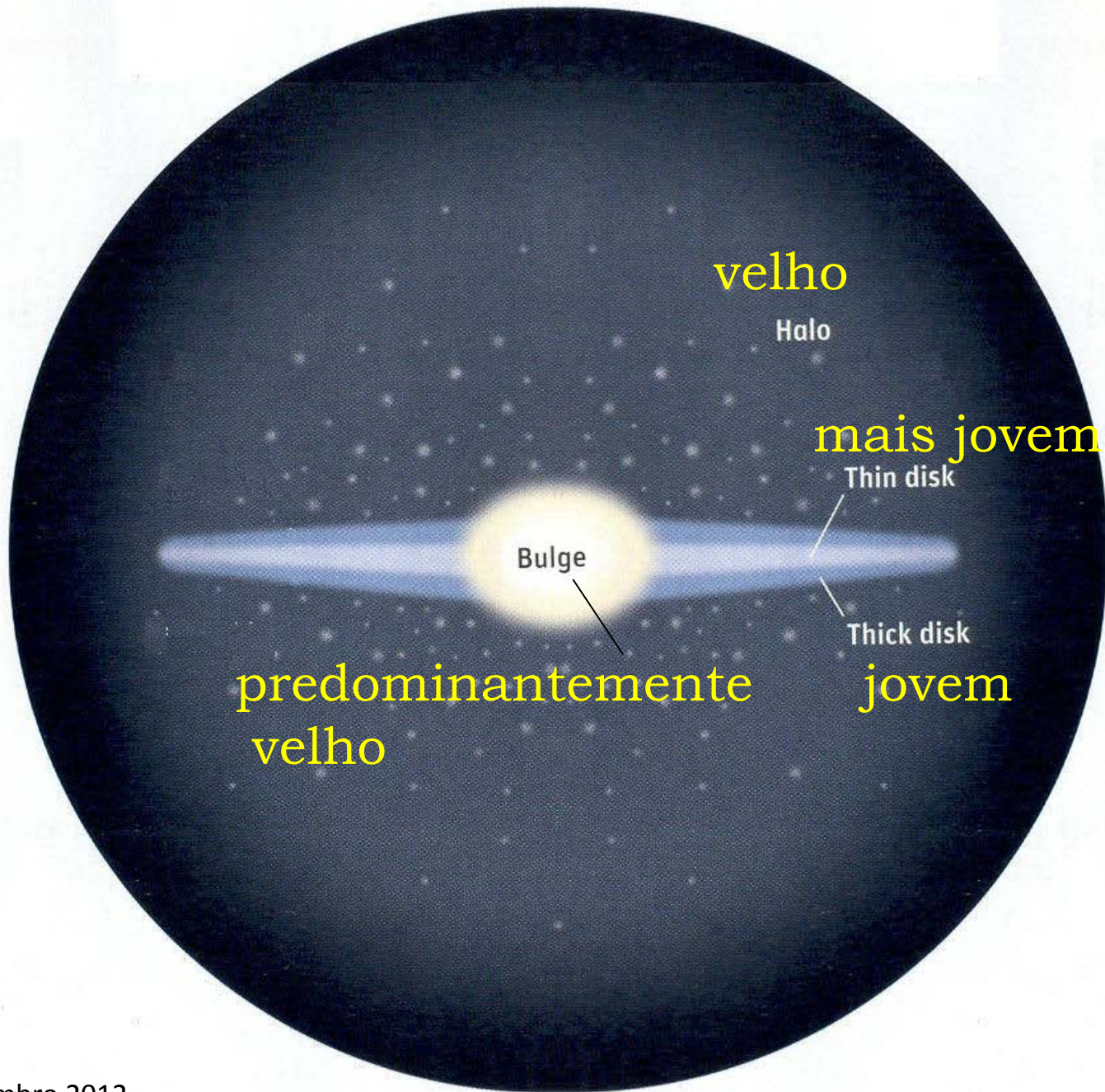
População II intermediária (estrelas de alta velocidade)

População II halo (aglomerados globulares).

Essas populações apresentam um aumento progressivo da distância em relação ao plano galáctico, da dispersão de velocidades, da idade, e um decréscimo da abundância média de metais, além de diferenças na elipticidade das órbitas.



	Pop. II		Disco	Pop. I	
objetos	subanãs	Estrelas		Estrelas A	Gás
	Pop.II halo	$v_z > 30$ km/s		Pop.I velha	Pop.I ext.
	aglom. glob.	LPV, $P < 250$ d	weak-line	strong-line	supergig.
	RR Lyr		RR Lyr	dMe	cefeidas
	$P > 0.4$ d		$P < 0.4$ d		
altura	2000	500	300	100	60
(pc)					
concent.	forte	forte	forte	fraca	fraca
$\sigma_z$	75	25	17	10	8
(km/s)					
vel.rot.	30	170	60	200	220
(km/s)					
Z/Zo	0.1	0.25	0.5	0.75	1.0
idade	velha	velha	interm.	jovem	muito
	( $\sim t_u$ )	( $\sim t_u$ )	(< $t_u$ )	( $\ll t_u$ )	jovem
					( $\ll t_u$ )
galáxias	E	E	Bojos	S, discos	S, Irr



População I: objetos mais jovens, mais ricos em elementos pesados, com movimentos caracterizados pela rotação galáctica e órbitas quase circulares.

População II: objetos mais velhos, mais pobres em elementos pesados, com movimentos caracterizados pela componente perpendicular ao plano da Galáxia e órbitas fortemente alongadas.

Podemos associar as populações estelares da Galáxia com as 4 regiões que a compõem:

Por exemplo, usando como indicador de metalicidade o índice  $[Fe/H]$ , que mede essencialmente a abundância de metais, temos:

Disco fino:  $[Fe/H] > -0.6$

Disco espesso:  $-1 < [Fe/H] < -0.6$

Bojo:  $-1.5 < [Fe/H] < 1.0$

Halo:  $[Fe/H] < -1$



- Composição química

A abundância média dos principais elementos químicos no Sistema Solar é bem conhecida, a partir de medidas da fotosfera solar, vento solar, camadas mais externas do Sol e de meteoritos. As abundâncias costumam ser medidas na forma:

$$\epsilon(X) = \log(n_X/n_H) + 12$$

onde  $n_x/n_H$  é a relação entre as abundâncias do elemento  $\underline{x}$  e do hidrogênio por número de átomos, ou seja,  $n_x$  é o número de átomos do elemento  $\underline{x}$  por centímetro cúbico.

→ a abundância do H é igual a 12

→ a abundância do hélio é igual a 10.99, ou seja, cerca de 10% da abundância do H

→ a do oxigênio é igual a 8.87, de modo que

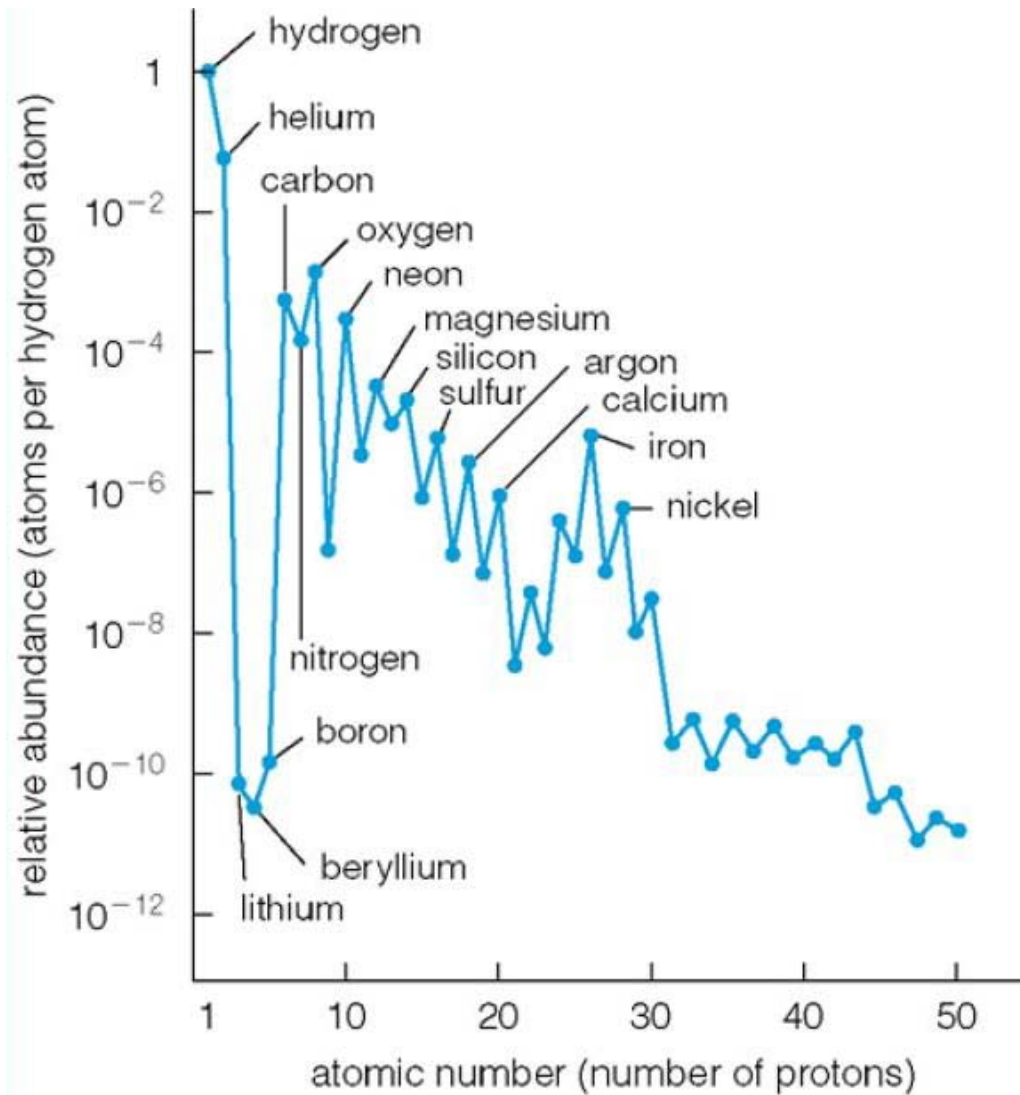
$$n_{\text{O}}/n_{\text{H}} = 10^{8.87-12} = 10^{-3.1} = 7.4 \times 10^{-4} = 1/1350$$

A tabela a seguir mostra as abundâncias dos principais elementos, medidas na fotosfera solar e em meteoritos. Em alguns casos, dados entre colchetes, os dados vêm de outras fontes, como as camadas mais externas do Sol e do Vento Solar.

$Z$		fotosfera	meteoritos
1	H	12.00	
2	He	[10.99 ± 0.035]	
3	Li	1.16 ± 0.10	3.31 ± 0.04
4	Be	1.15 ± 0.10	1.42 ± 0.04
5	B	(2.6 ± 0.3)	2.79 ± 0.05
6	C	8.55 ± 0.05	
7	N	7.97 ± 0.07	
8	O	8.87 ± 0.07	
9	F	[4.56 ± 0.3]	4.48 ± 0.06
10	Ne	[8.08 ± 0.06]	
11	Na	6.33 ± 0.03	6.32 ± 0.02
12	Mg	7.58 ± 0.05	7.58 ± 0.01
13	Al	6.47 ± 0.07	6.49 ± 0.01
14	Si	7.55 ± 0.05	7.56 ± 0.01
15	P	5.45 ± (0.04)	5.53 ± 0.04
16	S	7.33 ± 0.11	7.20 ± 0.04
17	Cl	[5.5 ± 0.3]	5.28 ± 0.06
18	Ar	[6.52 ± 0.10]	
19	K	5.12 ± 0.13	5.13 ± 0.02
20	Ca	6.36 ± 0.02	6.35 ± 0.01

medidas mais recentes mostram que alguns elementos têm abundâncias um pouco menores do que os valores da tabela, como o oxigênio:  $\epsilon(O) \approx 8.7$ .

# ABUNDÂNCIAS CÓSMICAS





As incertezas típicas são da ordem de 0.1 dex, sendo geralmente mais altas para os dados fotosféricos do que nos meteoritos. Nos melhores casos, as incertezas são de cerca de 0.04 dex, ou 10% aproximadamente. Os dados entre parênteses são mais incertos. Essas abundâncias são às vezes chamadas **abundâncias cósmicas**, ou ainda **abundâncias solares**, e correspondem a estimativas para todo o Sistema Solar. Provavelmente um nome mais correto seria **abundâncias padrão**. Ao longo dos anos, pode-se notar uma certa convergência entre as abundâncias medidas no Sol e nos meteoritos.

Os dados da tabela são úteis para comparar modelos de estrelas com diferentes idades ou metalicidades.

Em particular, são geralmente determinados para esses modelos as frações de massa  $X$ ,  $Y$  e  $Z$  dos elementos H, He e elementos pesados, respectivamente. A fração  $X$  pode ser escrita:

$$X = \frac{n_{\text{H}} m_{\text{H}}}{n_{\text{H}} m_{\text{H}} + n_{\text{He}} m_{\text{He}} + \sum n_i m_i}$$

Onde a soma refere-se aos elementos com número atômico  $Z > 2$  ou número de massa  $A > 4$ . Esta expressão pode ser escrita:

$$X = \frac{1}{1 + 4(n_{\text{He}}/n_{\text{H}}) + \sum A_i (n_i/n_{\text{H}})}$$

Com expressões semelhantes para Y e Z:

$$Y = \frac{4(n_{\text{He}}/n_{\text{H}})}{1 + 4(n_{\text{He}}/n_{\text{H}}) + \sum A_i (n_i/n_{\text{H}})}$$

$$Z = \frac{\sum A_i (n_i/n_{\text{H}})}{1 + 4(n_{\text{He}}/n_{\text{H}}) + \sum A_i (n_i/n_{\text{H}})}$$

De modo que

$$X + Y + Z = 1$$

Com os dados da tabela, obtemos:

$$X = 0.706$$

$$Y = 0.276$$

$$Z = 0.017$$

com  $Z/X = 0.024$ . Podemos notar ainda que os elementos C, N, e O correspondem a cerca de 70% da metalicidade do Sol. O valor  $Z = 0.02$  costuma ser usado como o valor de referência para a metalicidade sola, embora medidas mais recentes indiquem metalicidades um pouco mais baixas que este valor.

Podemos medir a metalicidade das estrelas com relação à metalicidade solar. O principal indicador de metalicidade nas estrelas é a abundância de Fe. Da tabela anterior, vemos que

$$\epsilon(\text{Fe})_{\odot} = \log(n_{\text{Fe}}/n_{\text{H}}) + 12 = 7.50$$

Podemos então definir a metalicidade de uma estrela pela relação

$$\begin{aligned} [\text{Fe}/\text{H}] &= \log(n_{\text{Fe}}/n_{\text{H}}) - \log(n_{\text{Fe}}/n_{\text{H}})_{\odot} \\ &= \log(\text{Fe}/\text{H}) - \log(\text{Fe}/\text{H})_{\odot} \end{aligned}$$



Ou seja,

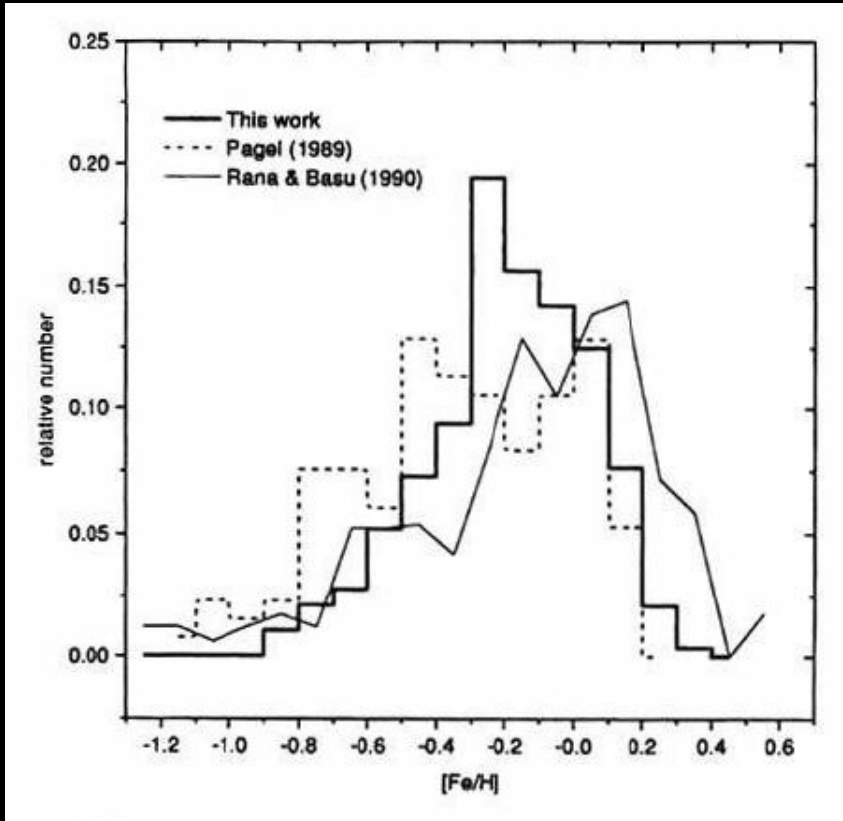
$$\frac{n_{Fe}}{n_H} = \frac{Fe}{H} = 10^{-4.5} 10^{[Fe/H]}$$

Portanto, um objeto com  $[Fe/H] = 0$  tem  $\varepsilon(Fe) = 7.5$ , ou seja, sua metalicidade é solar, enquanto que uma estrela com  $[Fe/H] = -1.0$  tem  $\varepsilon(Fe) = 6.5$ , isto é, sua metalicidade é 10 vezes menor que a do Sol.

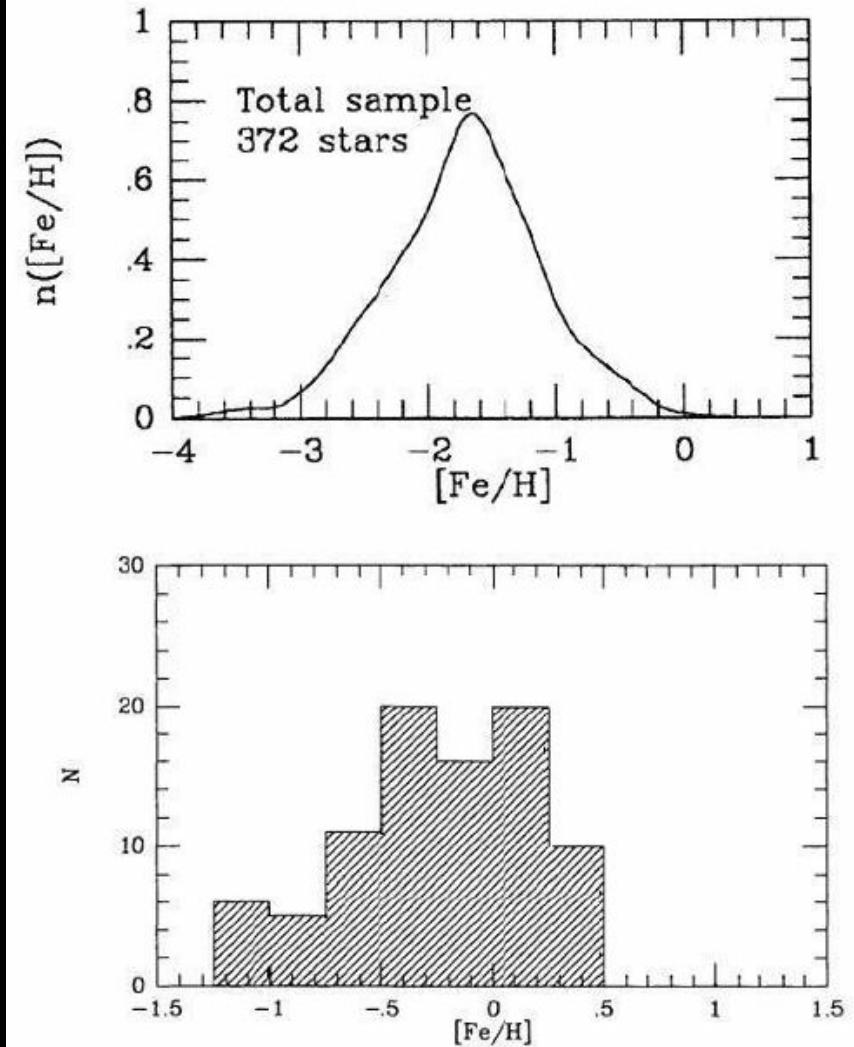
## Distribuição de metalicidades

A distribuição de metalicidades das estrelas anãs G da vizinhança solar é relativamente bem conhecida, sendo um dos principais vínculos dos modelos de evolução química da Galáxia. Estas estrelas têm massas menores ou da ordem da massa solar, e seus tempos de vida são altos, da ordem ou maiores que a idade da Galáxia. Portanto, todas as estrelas desse tipo já nascidas ainda não completaram seus estágios evolutivos, de modo que sua distribuição de metalicidades reflete fielmente a evolução química da Galáxia desde sua formação.

## Disco



## Halo

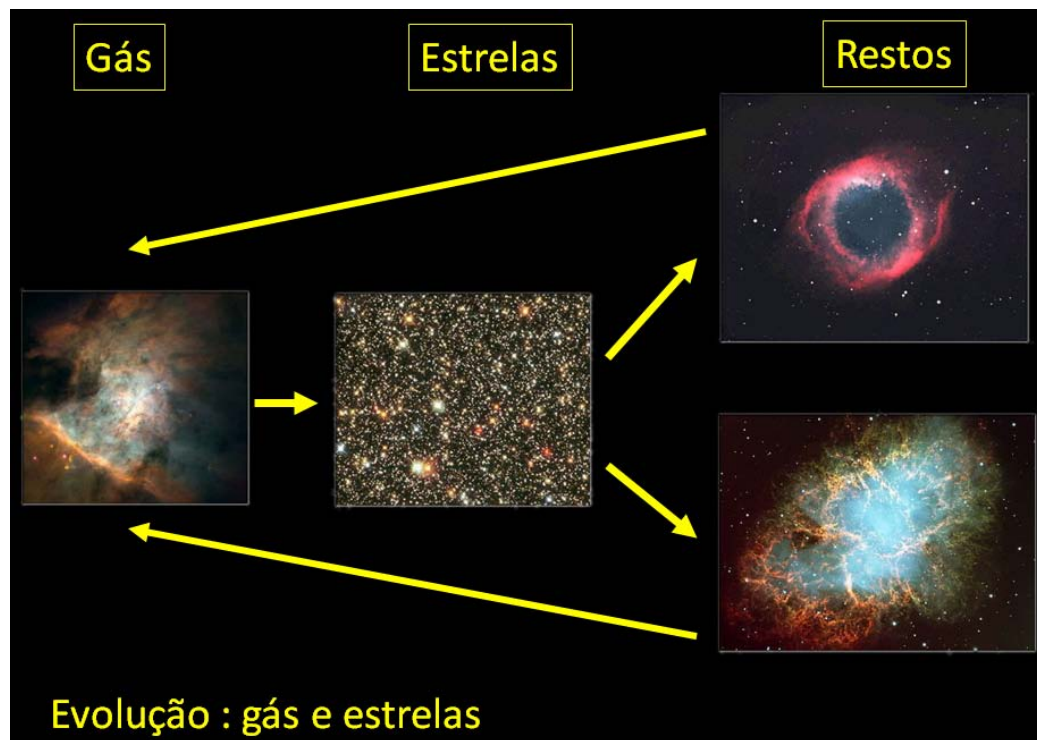


## Bojo

As distribuições de metalicidades na Galáxia mostram que existem diferenças importantes entre as estrelas do **disco** galáctico, **halo** galáctico, e do **bojo**.

Para o halo, a principal diferença com relação ao disco está no fato de que o máximo da distribuição está bastante **deslocado para metalicidades mais baixas**, cerca de  $[Fe/H] = -1.8$  na posição do Sol, em comparação ao valor  $[Fe/H] = -0.2$  para o disco. Para o bojo, a distribuição obtida é bastante larga, com um intervalo de metalicidades de  $-1.3 < [Fe/H] < 0.5$ .

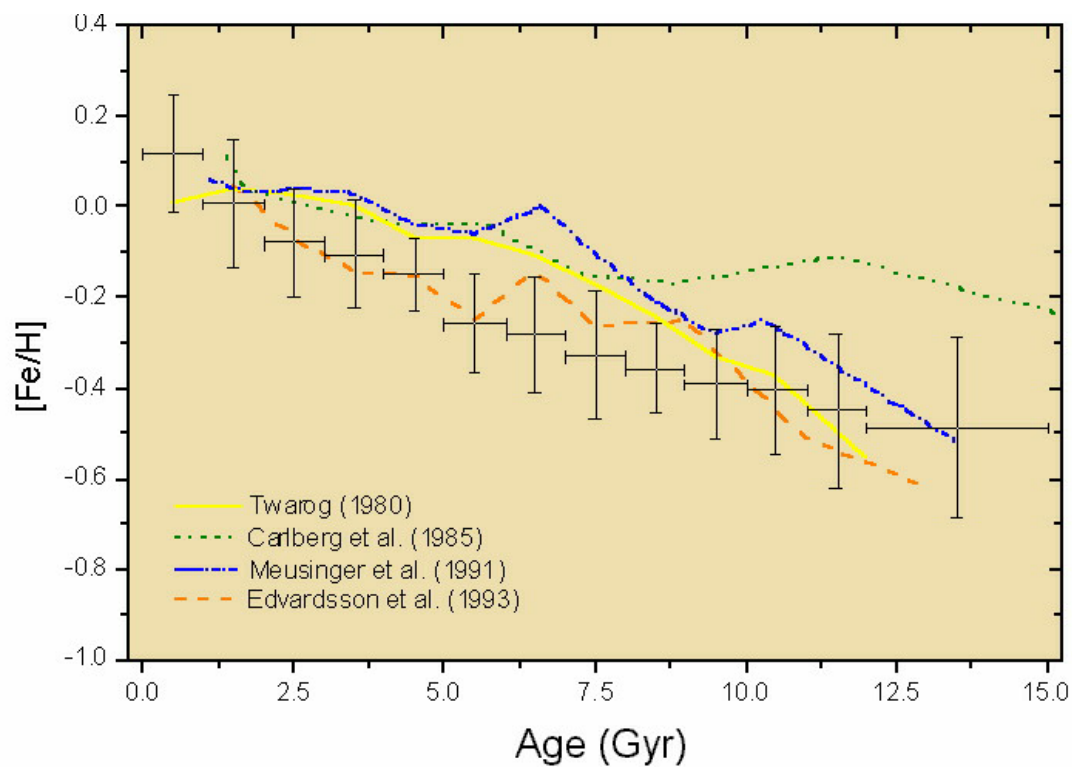
# Relação idade-metalicidade



O enriquecimento do meio interestelar com os produtos da nucleossíntese estelar sugere que a metalicidade média da Galáxia deve aumentar com o tempo, produzindo uma relação entre a idade e a metalicidade dos objetos galácticos.



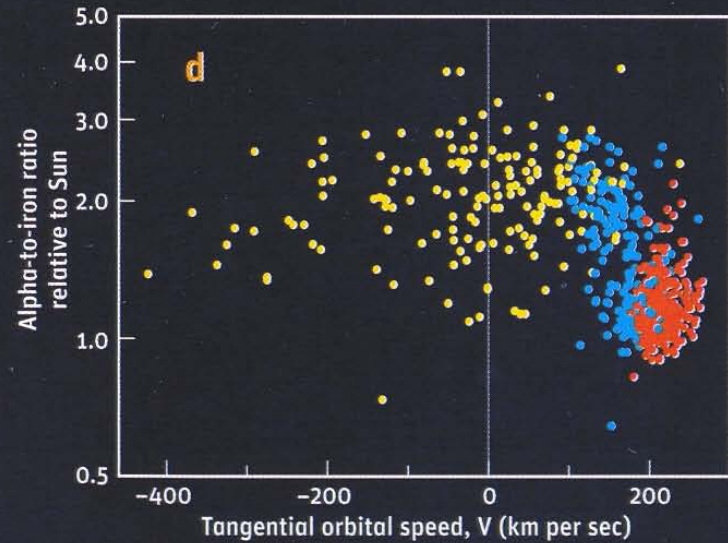
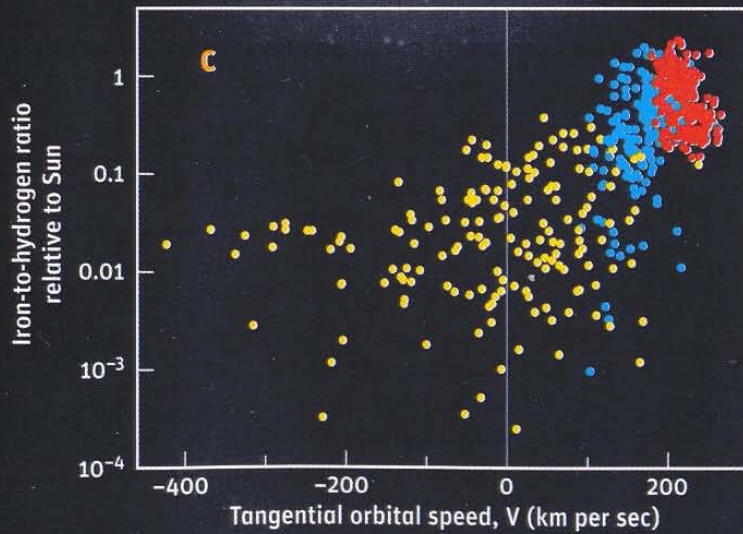
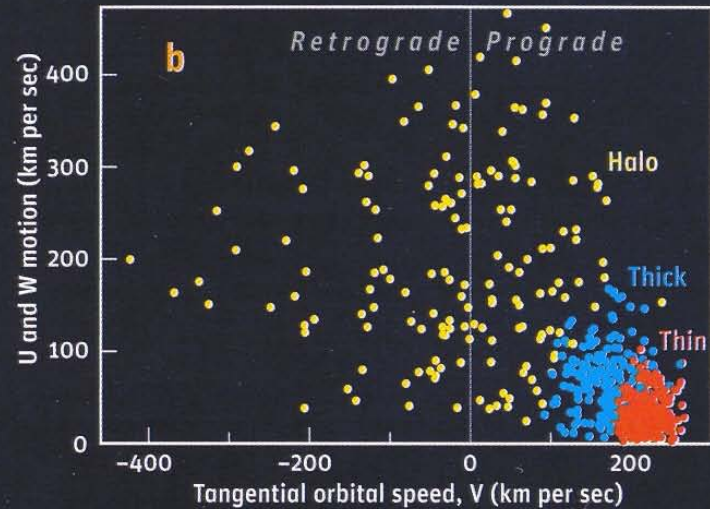
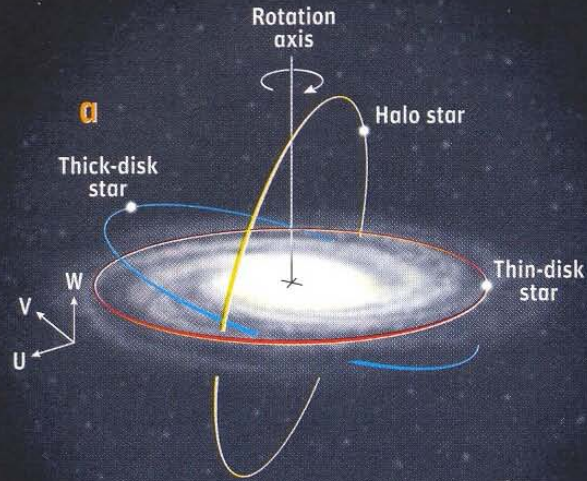
A relação idade-metalicidade pode ser obtida a partir da observação de grandes amostras de estrelas, para as quais são medidas as **abundâncias** por métodos fotométricos ou espectroscópicos, e determinadas as **idades**, por meio de isócronas ou outro método equivalente.



Rocha-Pinto, Maciel

A relação idade-metalicidade mostrada é válida para a vizinhança solar e possivelmente para o disco fino. Para outras regiões, como as regiões mais externas do disco e para o halo, há evidências de variações nesta relação, mas não está claro se essas variações são significativamente maiores do que a dispersão observada na vizinhança solar. Além disso, há uma controvérsia com relação à dispersão real dos resultados, que pode variar de 0.15 a 0.40 dex, segundo a fonte escolhida.

# Abundâncias e cinemática



## Abundâncias relativas: elementos alfa

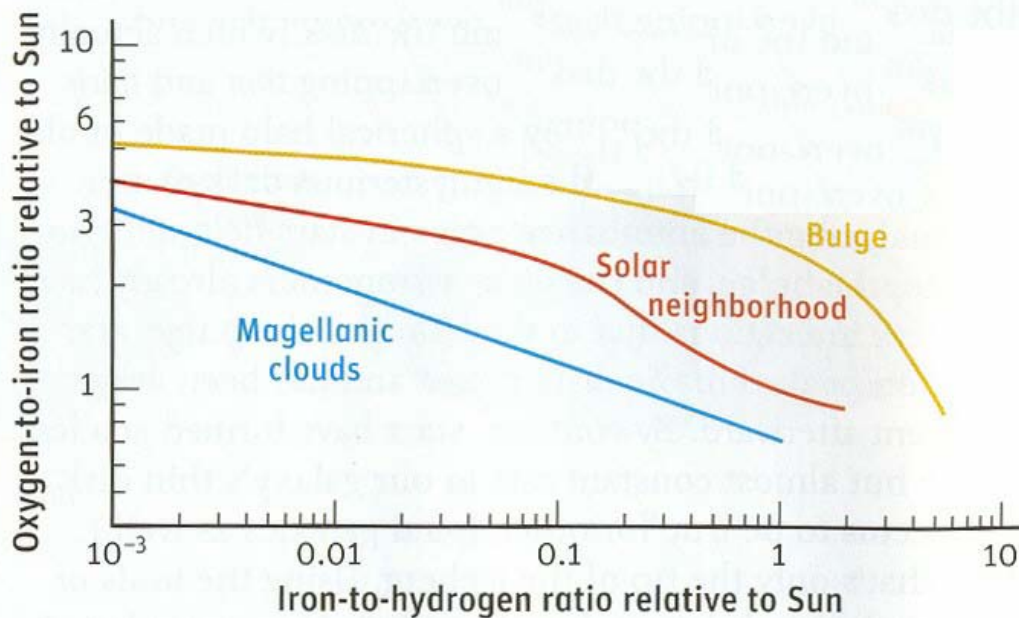
O ferro é produzido essencialmente nas supernovas de tipo Ia, formadas por estrelas menos massivas, com tempos de evolução mais longos,  $t = 3 \times 10^7$  a  $10^{10}$  anos.

Em contraposição, elementos como o oxigênio são produzidos principalmente por supernovas de tipo II, que são formadas por estrelas massivas, com tempos de evolução relativamente curtos  $t = 10^6$  a  $10^7$  anos. O oxigênio e outros elementos são chamados elementos  $\alpha$ , por serem produzidos pela captura de núcleos de He, ou partículas  $\alpha$ .

A diferença na formação de oxigênio e ferro implica **um atraso na produção do Fe**, de modo que a razão  $[\alpha/\text{Fe}]$  deve ser maior nas épocas iniciais da Galáxia, quando a metalicidade medida pelo índice  $[\text{Fe}/\text{H}]$  era menor, podendo então ser usada como um relógio cósmico. A relação entre a abundância dos elementos  $\alpha$  e o oxigênio fornece um vínculo importante para os modelos de evolução química.



A figura abaixo mostra de maneira esquemática a variação das razões de abundância  $[O/Fe] \times [Fe/H]$ , bem como o efeito de diferentes escalas de tempo de formação estelar sobre esta relação. As curvas mostradas referem-se à vizinhança solar e disco galáctico, o bojo galáctico e as Nuvens de Magalhães.

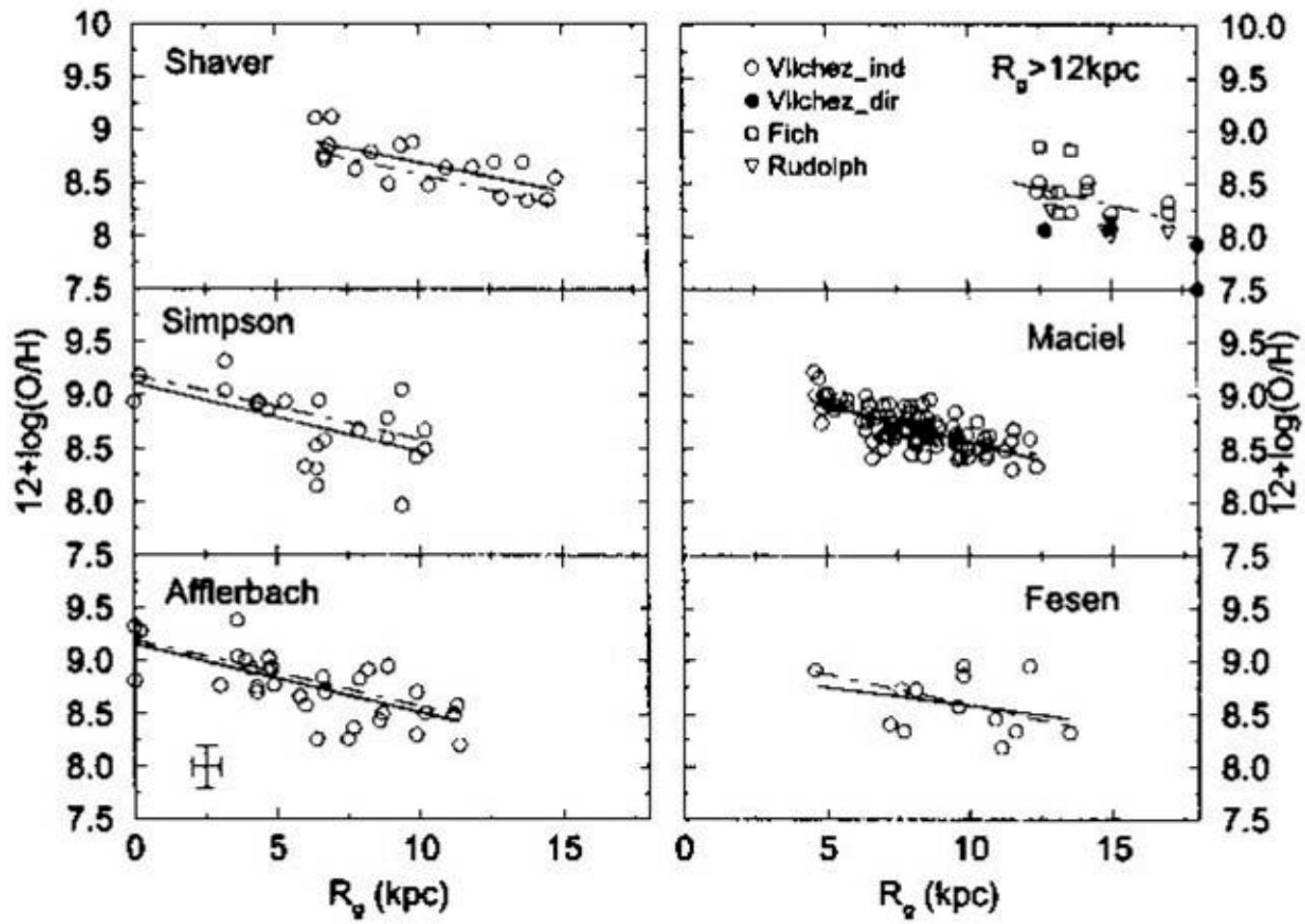


Podemos concluir que as abundâncias de [O/Fe] para as regiões mais pobres em metais da Galáxia, são de [O/Fe] = 0.5 dex aproximadamente, com um plateau em baixas metalicidades. Esta interpretação não é consenso, entretanto, havendo sugestões de uma variação menos pronunciada em baixas metalicidades.

Admitindo que a formação estelar no bojo ocorreu mais rapidamente que na vizinhança solar, a razão [O/Fe] permanece alta para metalicidades mais altas, acima da metalicidade solar. Para as Nuvens de Magalhães, com uma formação estelar mais lenta, ocorre o inverso.

## Distribuição radial de abundâncias

Variações radiais de abundâncias de diversos elementos pesados, em especial das razões O/H ou [Fe/H] são observadas no disco galáctico e em muitas galáxias espirais, constituindo os **gradientes de abundâncias**. No disco galáctico, exemplos de gradientes são observados em regiões HII, nebulosas planetárias, estrelas quentes, cefeidas e outros objetos. Os gradientes podem ser caracterizados por um gráfico da abundância em função da distância  $R$  ao centro galáctico, medida sobre o plano.

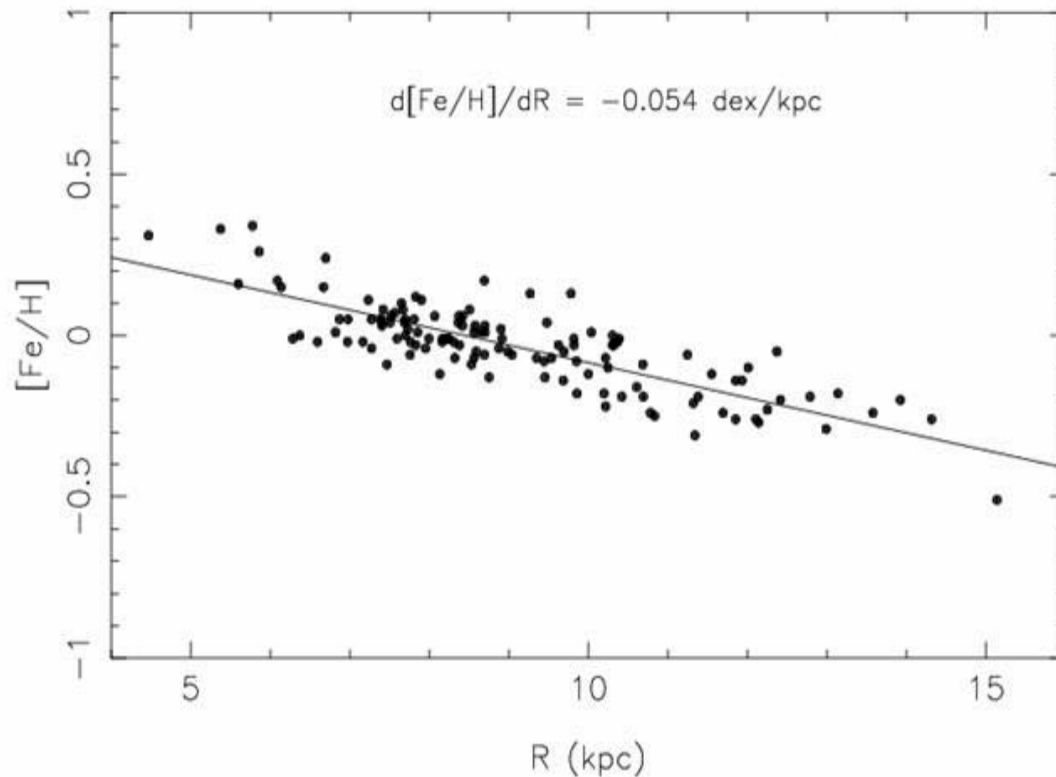


Os gradientes são **negativos**, isto é, as abundâncias **decrecem** à medida que nos afastamos da região do centro galáctico.

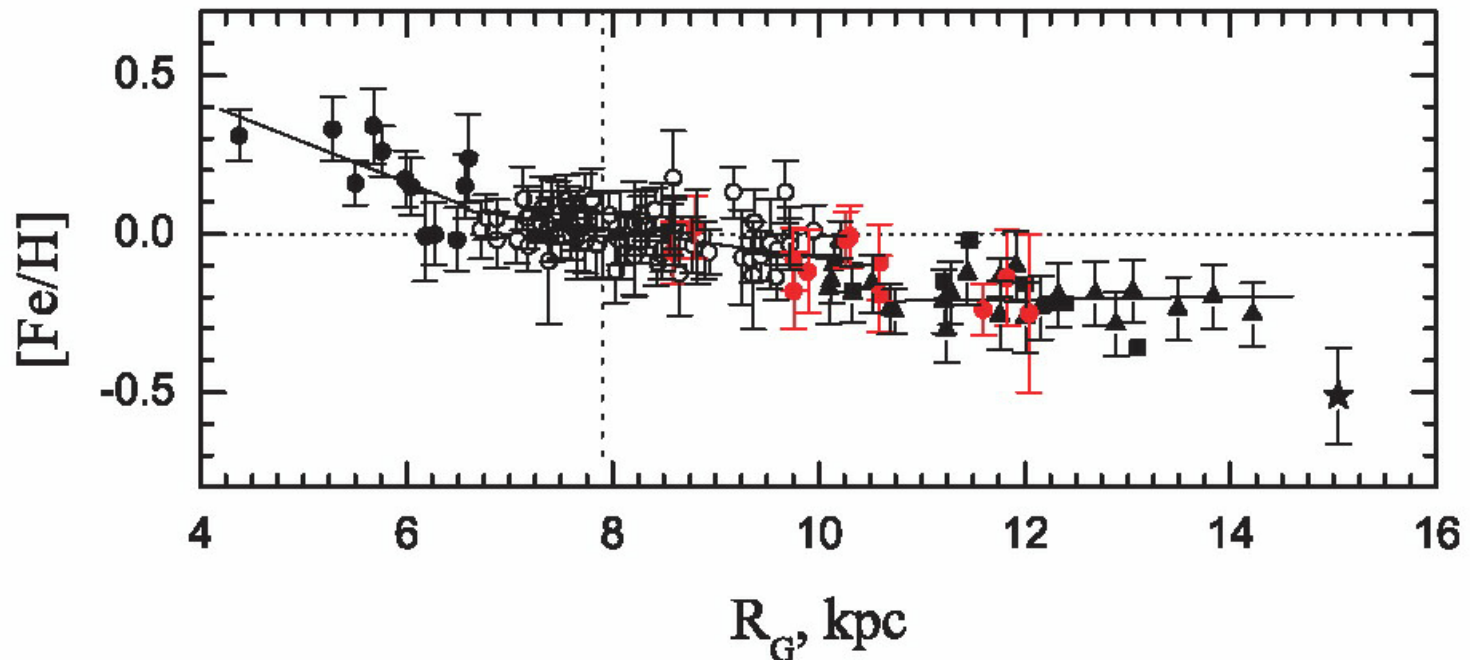
Gradientes semelhantes são observados para outros elementos, como S/H, Ne/H, Ar/H em nebulosas e [Fe/H] e outros elementos em estrelas. Razões como He/H, N/H e C/H são mais difíceis de analisar, pois essas razões são afetadas pela evolução estelar em estrelas de massa intermediária que produzem as nebulosas planetárias.



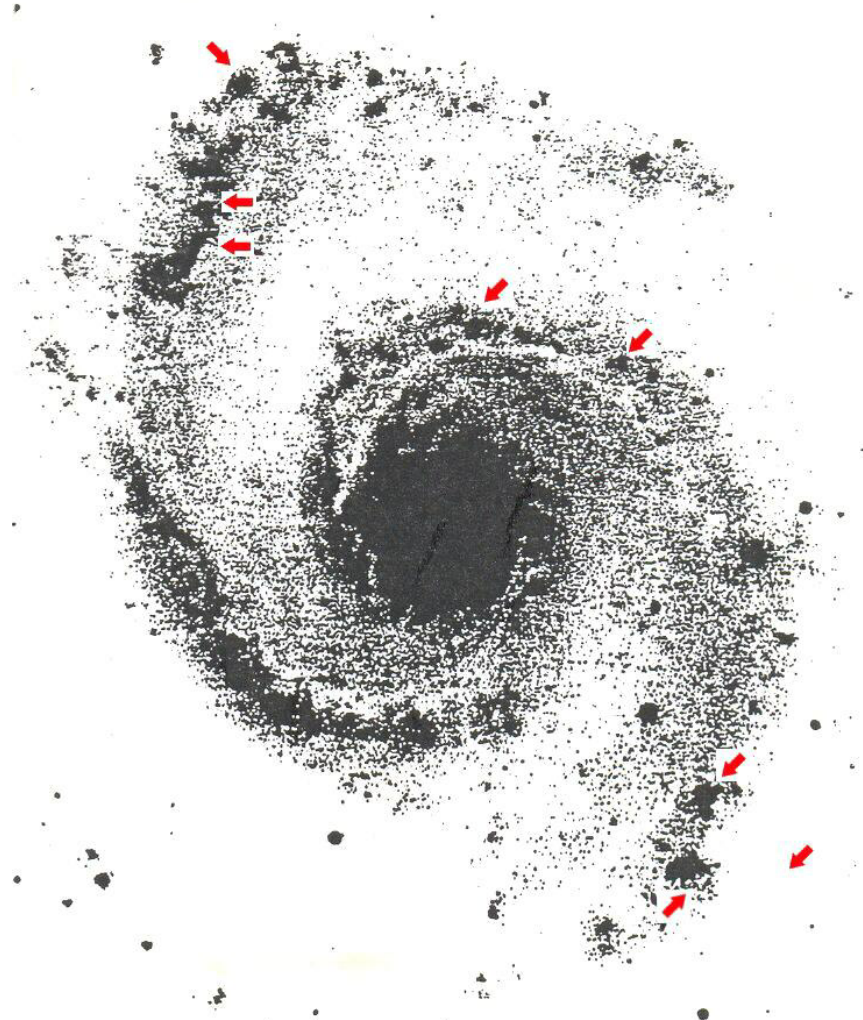
Os gradientes mais bem determinados na Galáxia são aqueles medidos em estrelas cefeidas. Nesse caso, as abundâncias são muito precisas e as distâncias, necessárias para obter a distância galactocêntrica  $R$ , estão entre as melhores que podemos medir.



As medidas de gradientes em cefeidas são tão precisas que é possível determinar variações **espaciais** dos gradientes, isto é, determinar as regiões do disco em que o gradiente varia. As variações **temporais** são também importantes, embora sejam mais difíceis de determinar.



Em galáxias espirais externas, gradientes radiais são também observados. Aparentemente, somente as galáxias com barras têm gradientes mais achatados, de modo que a existência dessas barras possivelmente anula qualquer gradiente pré-existente.



## Razão de enriquecimento entre He e elementos pesados

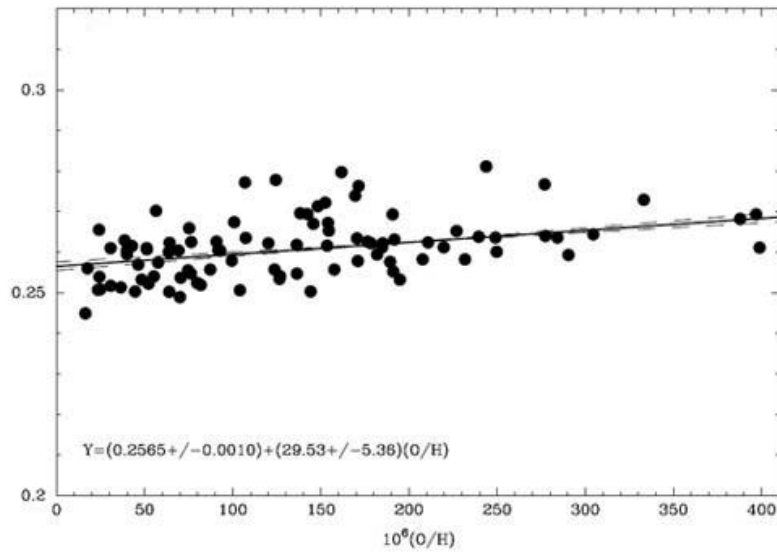
Com a evolução galáctica, a abundância de He deve aumentar, devido aos processos de nucleossíntese nas estrelas. O mesmo ocorre com os elementos pesados, como o oxigênio e o nitrogênio, ou, genericamente, os elementos pesados caracterizados pela metalicidade  $Z$ . Portanto, a relação entre as abundâncias de He e dos elementos pesados pode ser um vínculo importante para os modelos de evolução química, uma vez que esta relação é definida pela evolução galáctica.

Esta relação pode ser determinada colocando a abundância de He por massa,  $Y$ , em função da abundância de oxigênio, nitrogênio, ou dos elementos pesados em geral. No caso mais simples, podemos admitir uma relação linear entre  $Y$  e  $Z$ , por exemplo, da qual pode-se estimar a razão  $\Delta Y/\Delta Z$ .

Com este método pode-se também determinar a abundância pre-galáctica de He,  $Y_p$ , simplesmente extrapolando a relação  $Y(Z)$  obtida para  $Z = 0$ . Este método tem sido usado com sucesso, particularmente quando são considerados objetos com baixas metalicidades, o que torna a extrapolação mais segura. O parâmetro  $Y_p$  é um parâmetro fundamental, não apenas da evolução galáctica, mas também da nucleossíntese primordial.

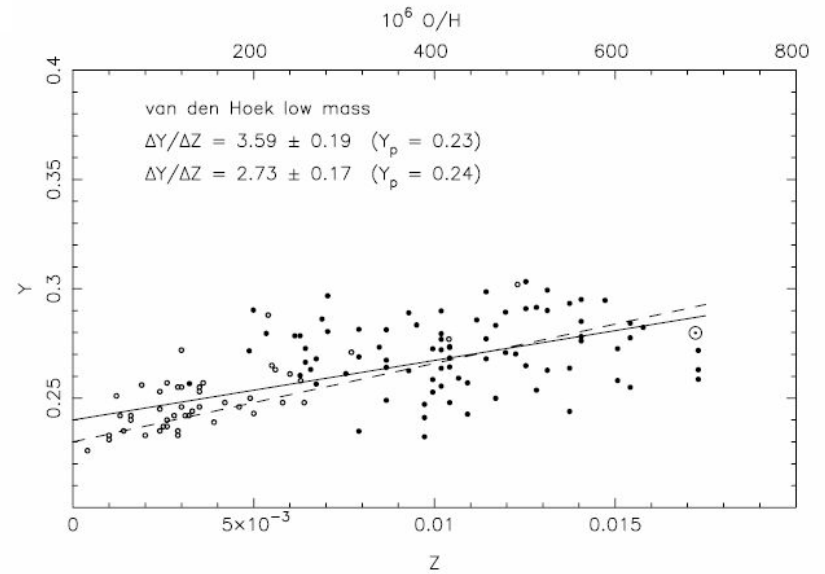
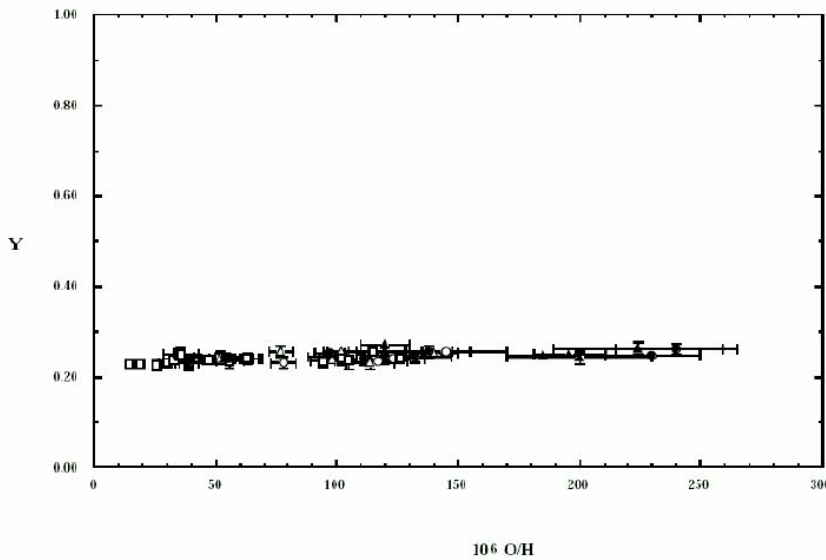
Para a determinação da abundância primordial de He, são especialmente importantes os objetos com metalicidade muito baixa, cerca de 10 a 100 vezes menores que a do Sol. Exemplos desses objetos são algumas regiões HII e galáxias irregulares anãs, conhecidas como BCG (Blue Compact Galaxies).





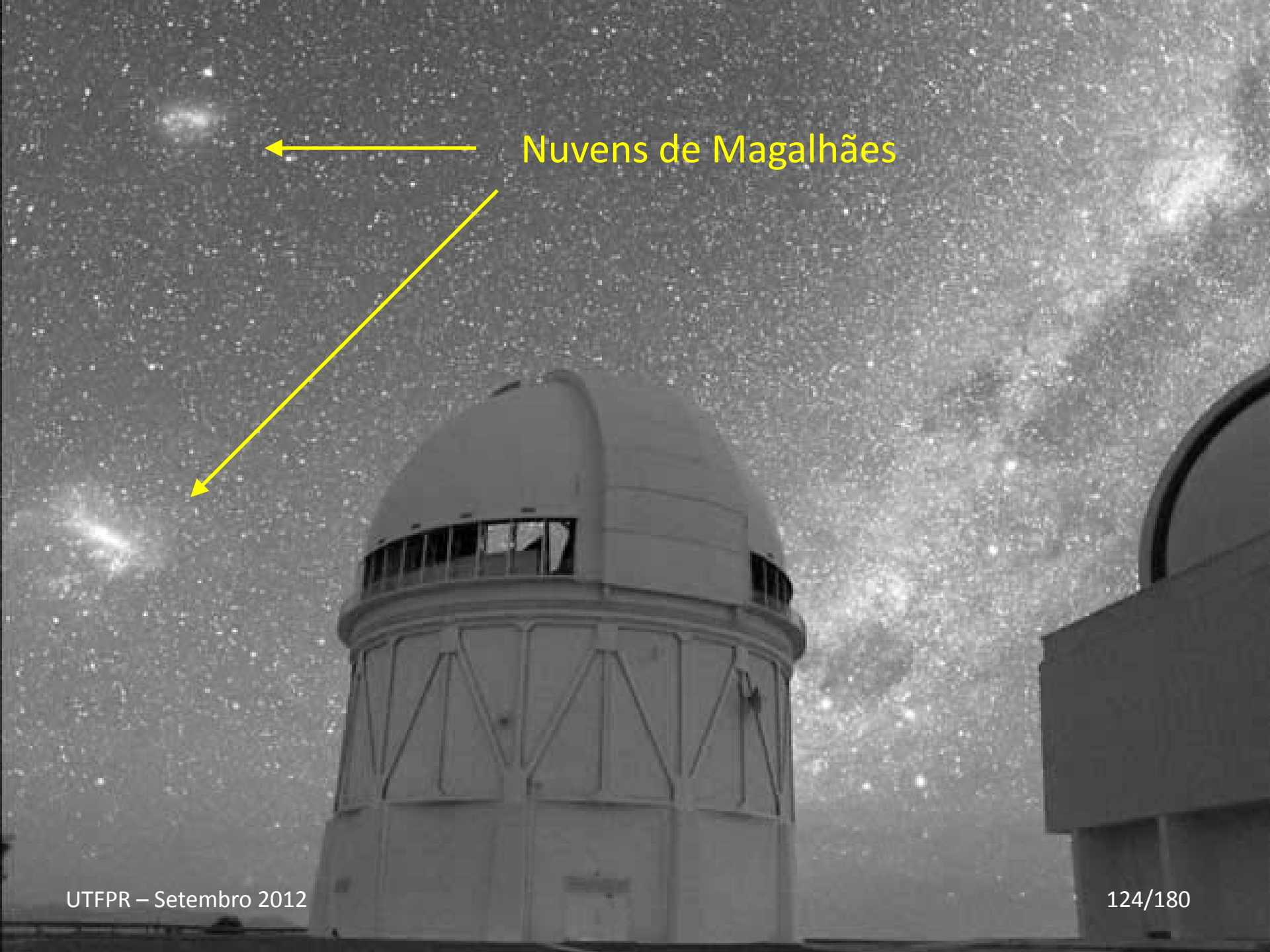
$$0.23 < Y_p < 0.25$$

$$2 < \Delta Y / \Delta Z < 4$$



## 6. Galáxias: tipos morfológicos

- Galáxias espirais
- Galáxias irregulares
- Galáxias elípticas



Nuvens de Magalhães

- Galáxias espirais



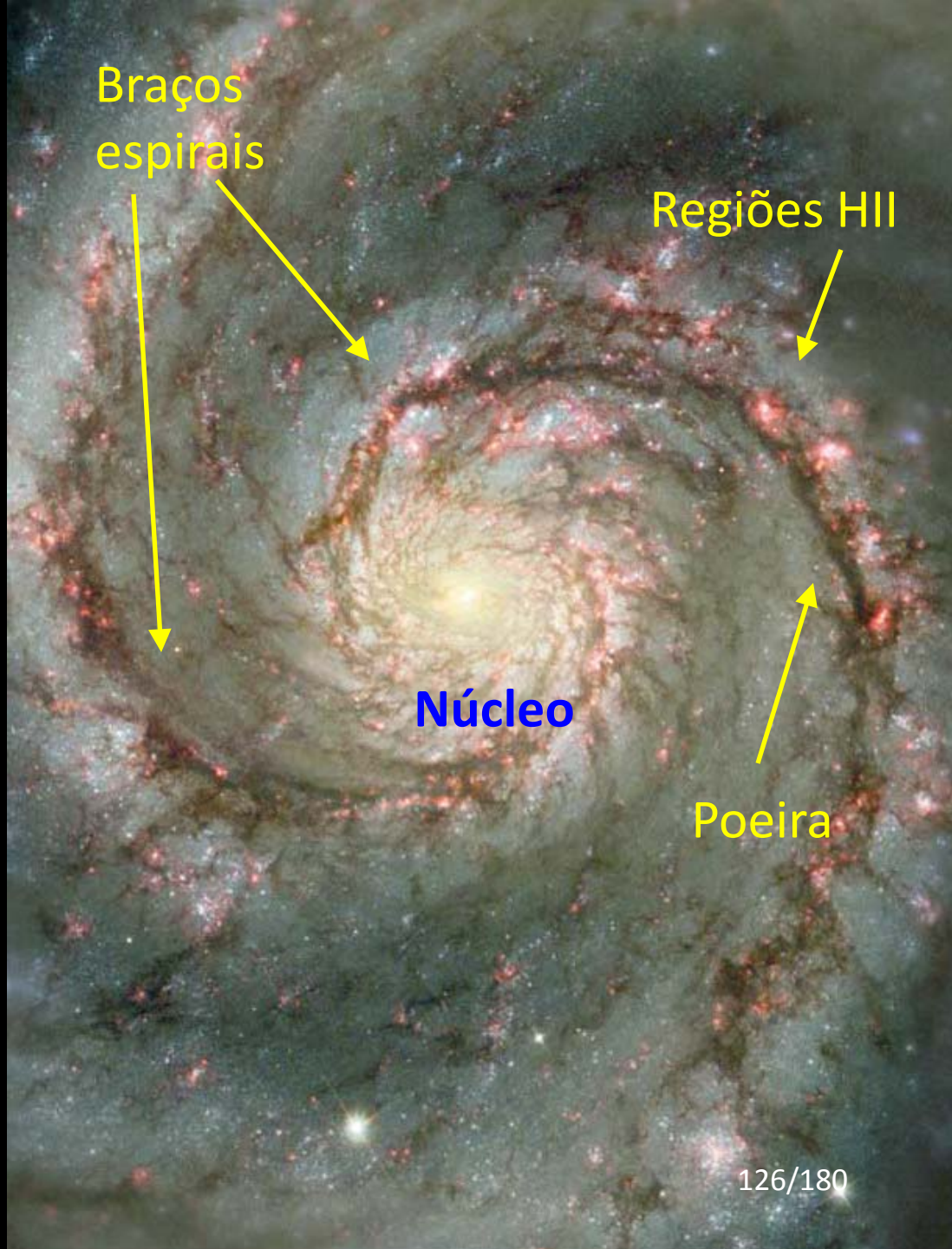
Andromeda



M51



UTFPR – Setembro 2012



Braços  
espirais

Regiões HII

Núcleo

Poeira

126/180



NGC 891



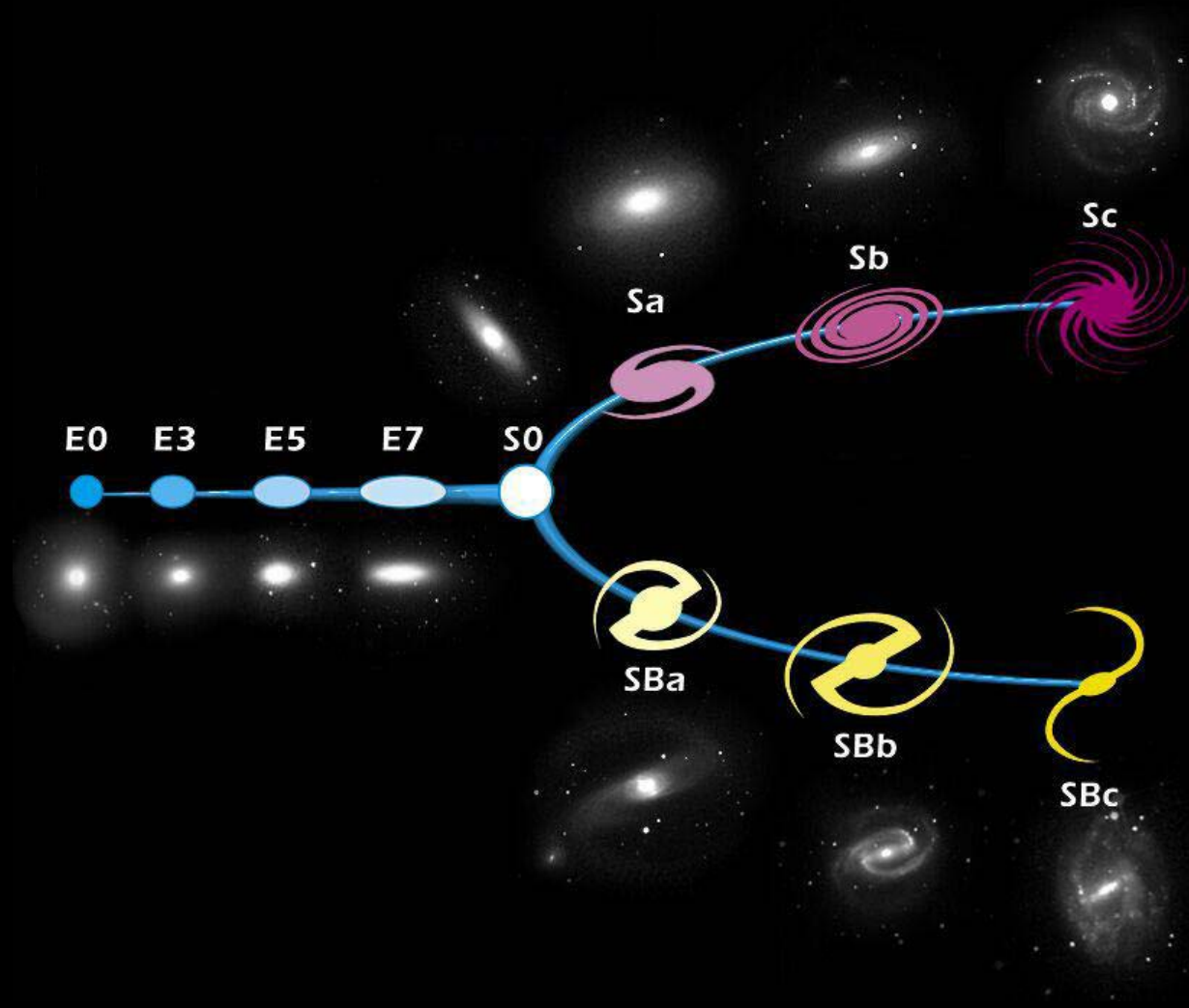
NGC 628



NGC 1300



# Classificação de Hubble





- Galáxias irregulares

SMC

LMC





Nuvens de Magalhães:  
 $d = 55-60 \text{ kpc}$



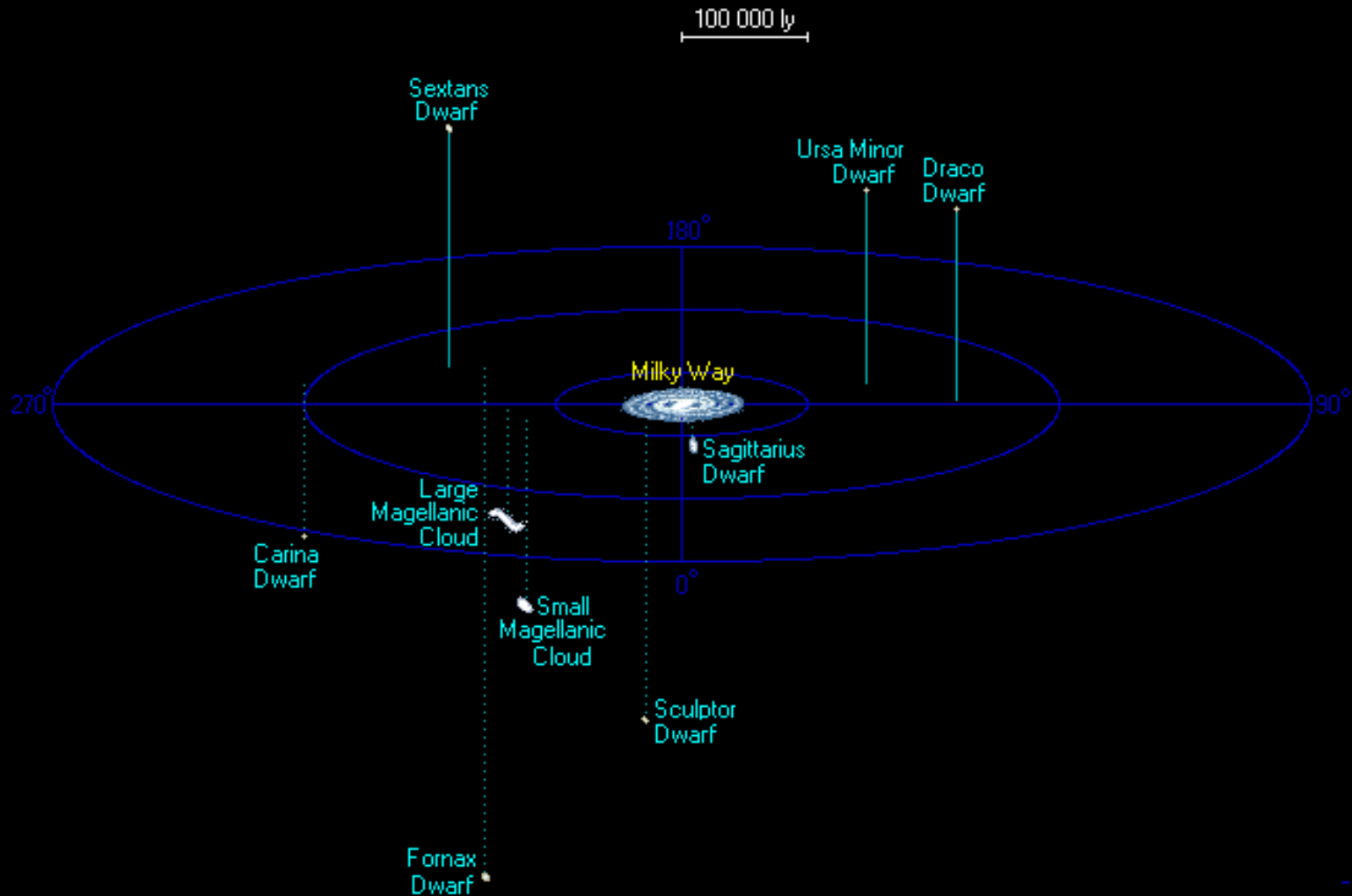
- Galáxias elípticas

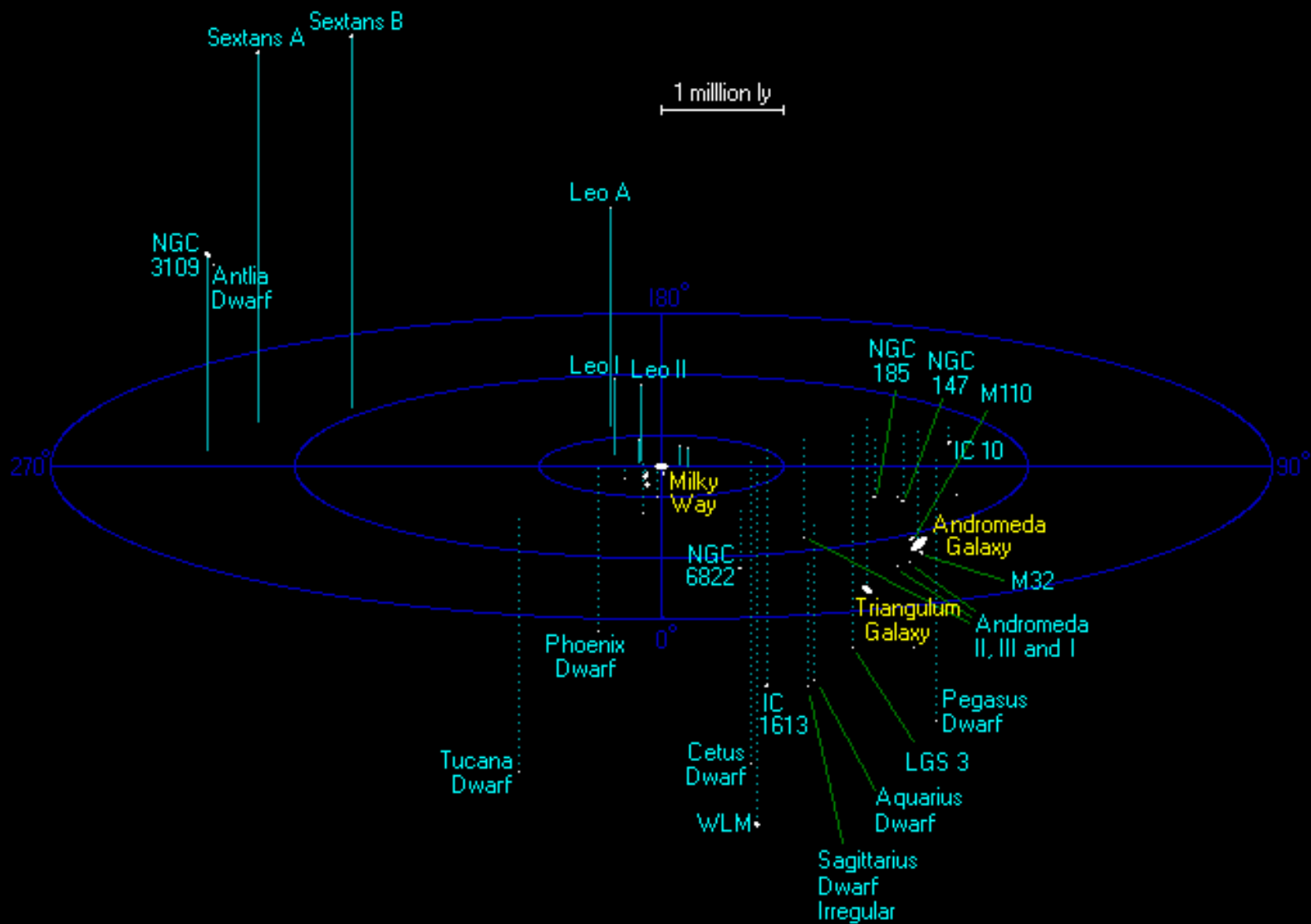


## 7. Aglomerados de galáxias

- Grupo Local
- “Novas galáxias”
- Aglomerados de galáxias

- Grupo Local

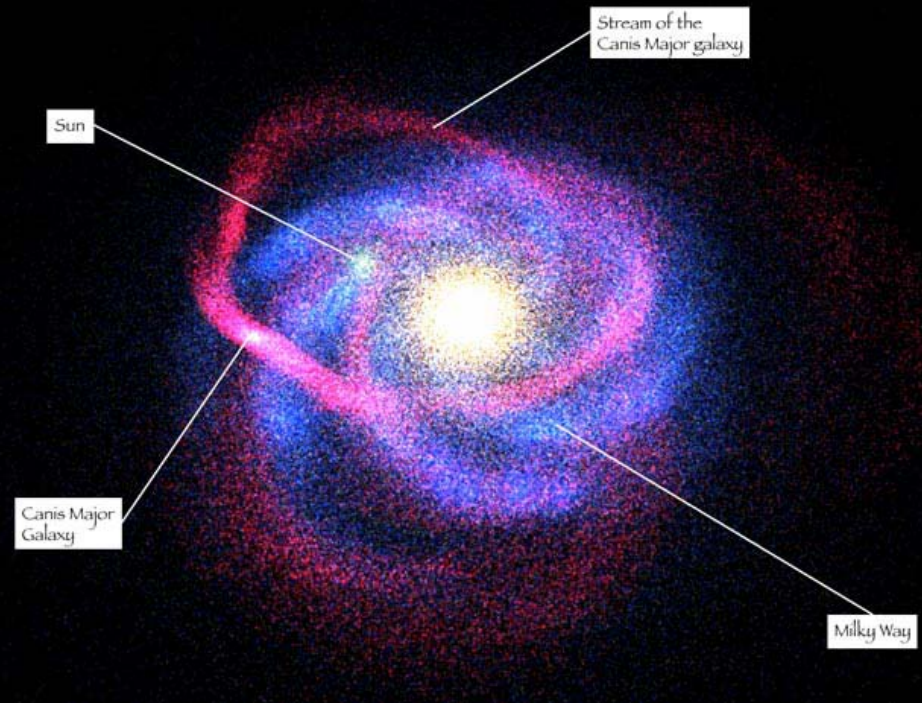




- “Novas galáxias”



Galáxia em Sagittarius  
(1994)



Galáxia em Canis Major  
(2004)



- Aglomerados de galáxias

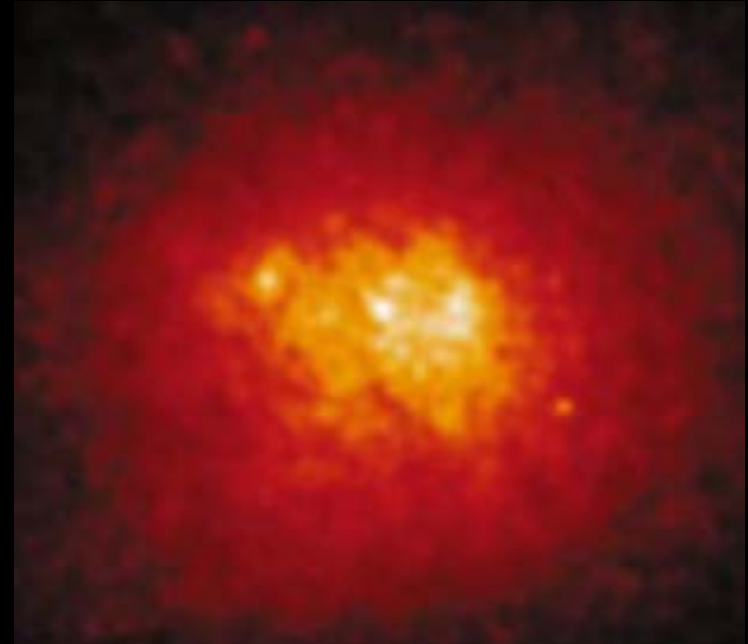
Hydra



# Coma



Luz visível



Raios X



Virgo

## 8. Formação e evolução de galáxias

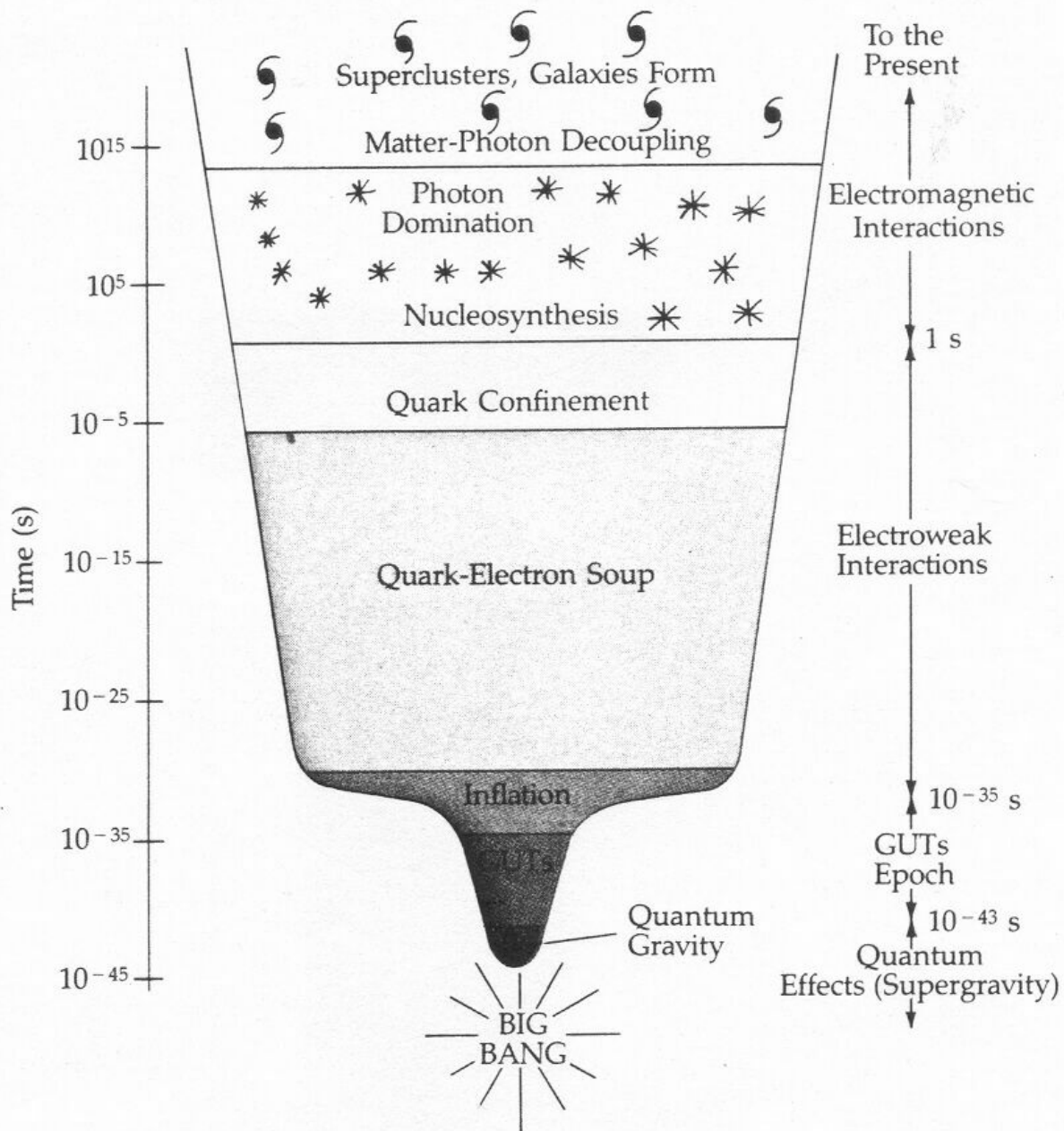
- Introdução
- Formação da Galáxia
- Aspectos dinâmicos
- O trabalho de Eggen et al. (1962)
- Novos modelos: *infall*
- Vínculos dos modelos de evolução química
- Evolução de galáxias: evolução química

- Introdução

O estudo da formação e evolução da Galáxia começa pelas considerações sobre a formação do Universo, uma vez que após o Big Bang iniciou-se um resfriamento geral à medida que o Universo se expandia.

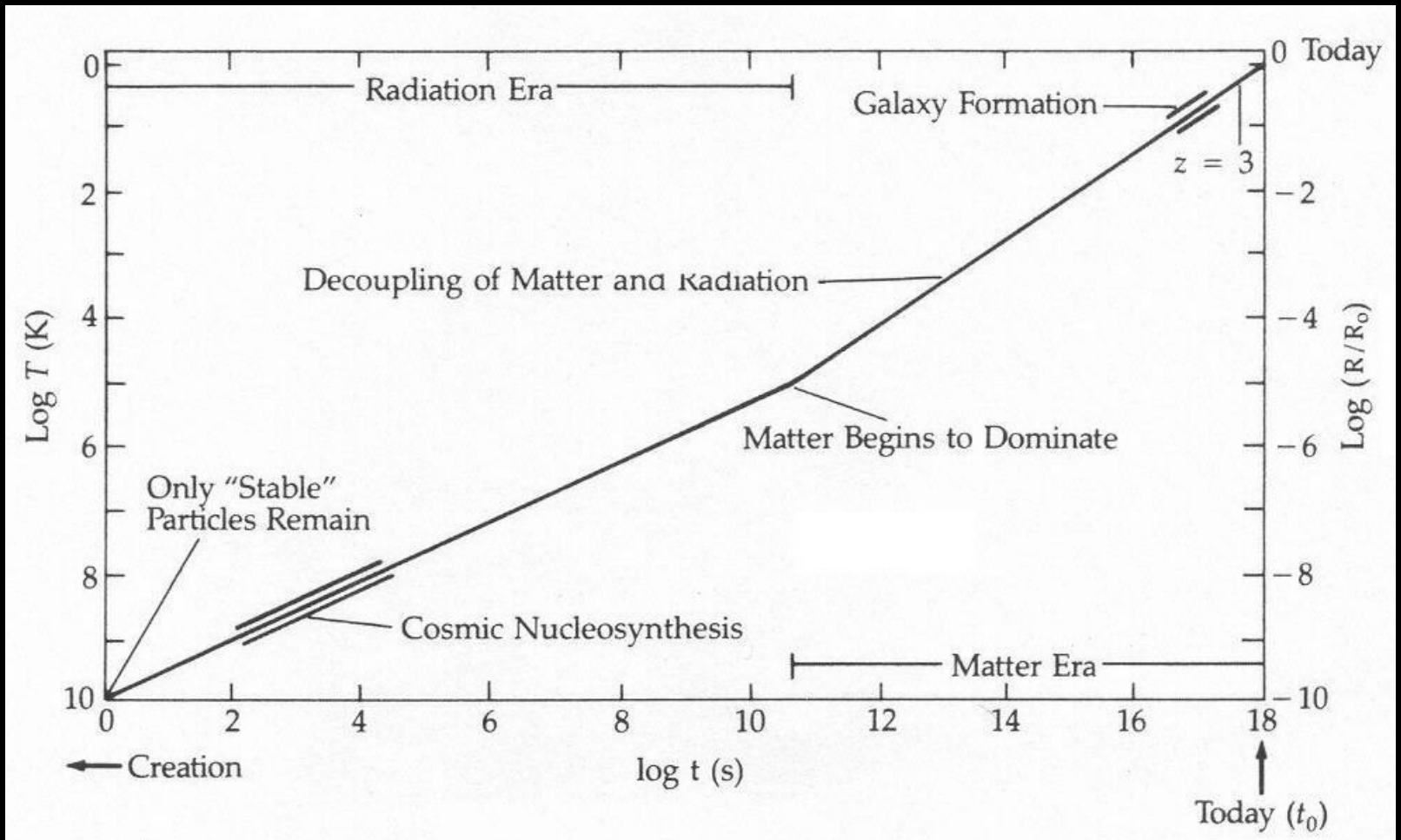
Estruturas começaram a ser formadas a partir de não homogeneidades pré-existentes, uma das quais tornou-se a Via Láctea.





As escalas de tempo envolvidas na formação da Galáxia ajustam-se às previsões do Big Bang. De acordo com o modelo padrão, o Universo teve uma era inicial denominada **era de radiação**, que durou aproximadamente  $10^3$ - $10^4$  anos após o Big Bang.

Em seguida, a matéria passou a dominar a constituição do Universo, situação que ainda prevalece. A formação das galáxias foi iniciada em época mais recente, quando a idade do Universo era próxima de  $10^{10}$  anos.



Adotando um valor da ordem de  $1-2 \times 10^{10}$  anos para a idade do Universo, vemos que a formação da Galáxia deve ter sido iniciada há cerca de  $10^{10}$  anos. Os objetos de população II do halo, como os aglomerados globulares, foram os primeiros a serem formados, com idades tipicamente da ordem de  $6 \times 10^9$  anos.

É possível que uma geração anterior de estrelas, ditas de **população III**, tenha sido formada, embora não existam provas claras de sua existência.

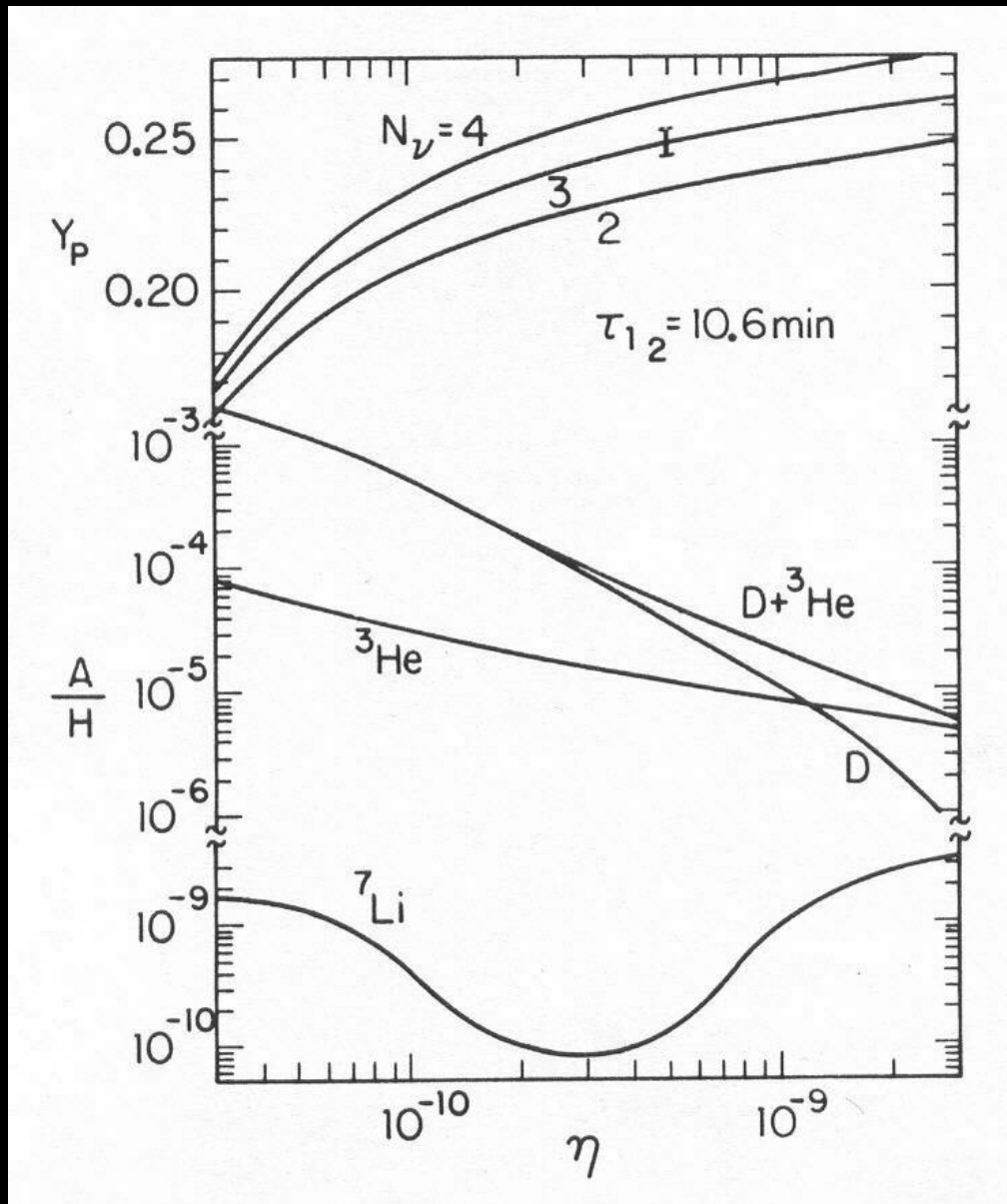
Em seguida, foram formados os objetos do bojo, com idades semelhantes aos do halo. Finalmente ocorreu a formação do disco, em uma escala de tempo da ordem do tempo de queda livre, cerca de  $3 \times 10^8$  anos. A concentração do disco em direção ao núcleo foi impedida pelo movimento de rotação associado à nebulosa pré-galáctica.

A formação de estrelas no disco **ocorre até hoje**, e nesta região podemos observar objetos com idades diferentes. Por exemplo, observamos aglomerados galácticos com idades de  $2 \times 10^6$  anos não muito distantes do Sol, cuja idade é de  $4.5 \times 10^9$  anos.



As diferenças na composição química das populações estelares ajustam-se também a este esquema. No modelo padrão, foram inicialmente formados os elementos leves D,  $^3\text{He}$ ,  $^4\text{He}$ , e  $^7\text{Li}$ . Os elementos mais pesados, como C, N, O, etc., tiveram sua origem no interior das estrelas, muito tempo após o Big Bang.

A determinação das abundâncias atuais dos elementos leves é, portanto, extremamente importante para caracterizar o modelo padrão, além dos processos posteriores de evolução galáctica.



Portanto, os elementos mais pesados, como C, N, O, etc., tiveram sua origem no interior das estrelas, muito tempo após o Big Bang. Esses elementos só começaram a ser sintetizados após a formação da primeira geração de estrelas. Em consequência, os objetos mais velhos do halo, de população II, devem ter baixo teor de elementos pesados, o que é confirmado pelas observações.

À medida que a evolução se processa, o gás enriquecido é devolvido ao meio interestelar pelas supernovas, nebulosas planetárias, etc., de modo que os objetos mais jovens têm maior abundância de elementos pesados.

- Formação da Galáxia



Modelos de formação galáctica devem ser capazes de explicar as populações diferentes do **halo**, **bojo** e **disco** galácticos. O conceito de populações estelares é consistente com um colapso inicial rápido na Galáxia, quando foi formada a componente esferoidal do halo e a condensação central do bojo.

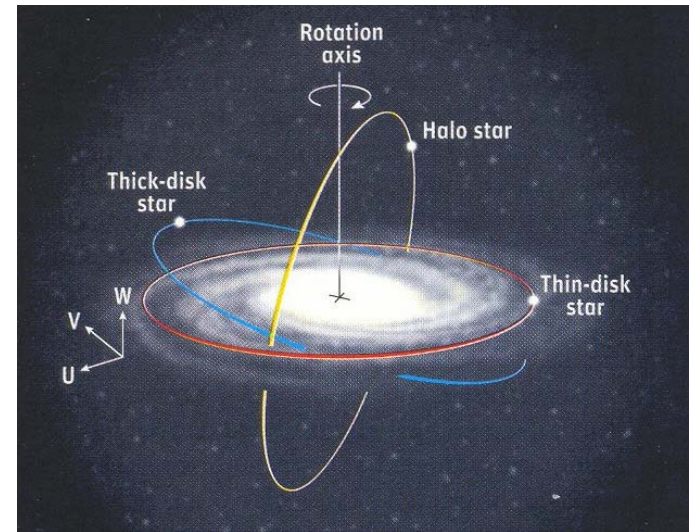
Como as estrelas formam-se a partir do gás interestelar, pode-se concluir que a formação estelar no halo é atualmente limitada pela escassez de gás e poeira naquela região.

Dotada de um movimento de rotação, a nebulosa pregaláctica sofreu um segundo colapso em direção ao plano galáctico, dando origem ao disco, com suas populações mais jovens, e explicando portanto as diferenças na distribuição espacial e metalicidade observadas entre o halo e o disco.

Após a formação do disco, perturbações de origem gravitacional, possivelmente complicadas por efeitos magnéticos, deram origem à estrutura espiral.



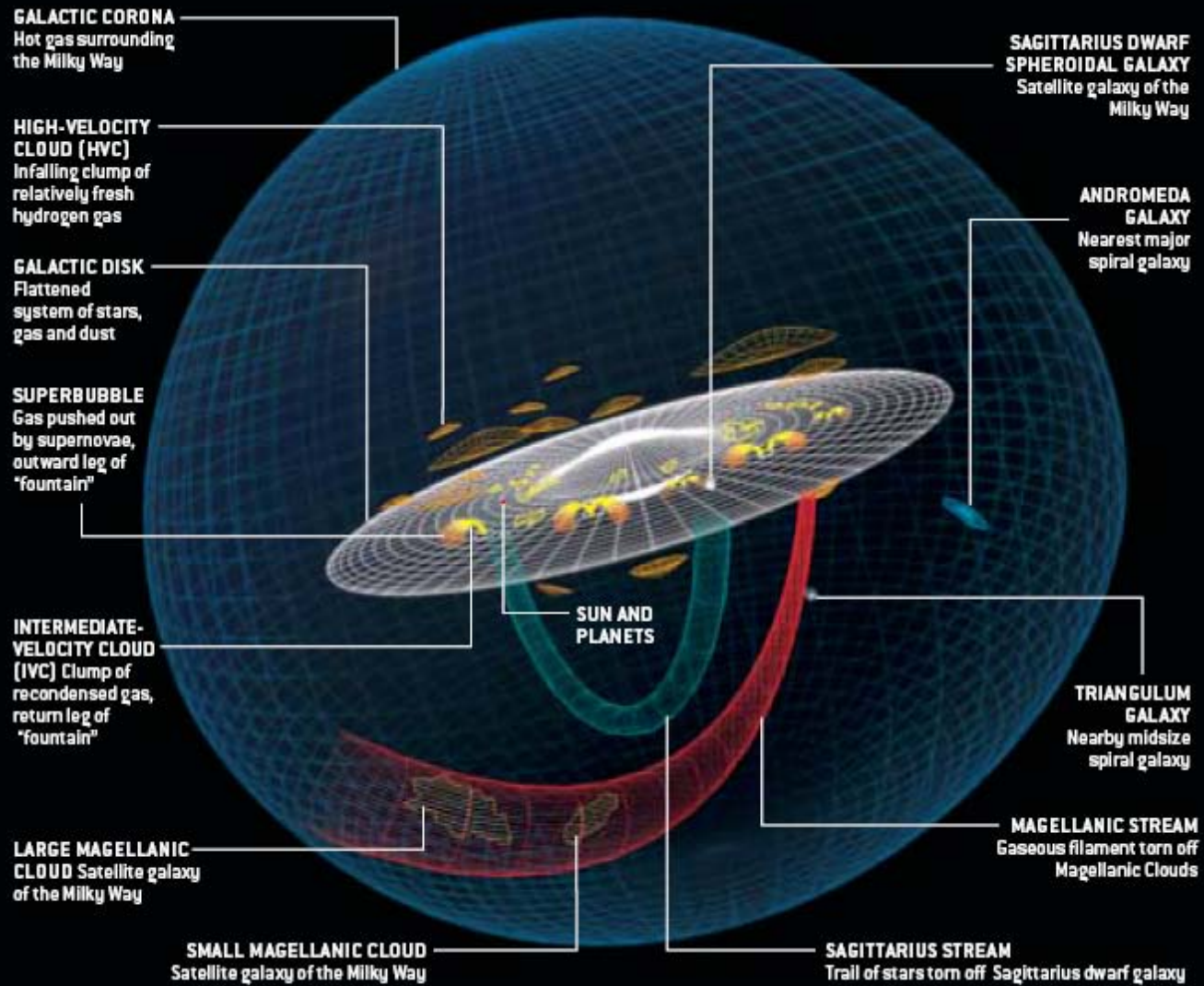
As estrelas do halo têm altas dispersões de velocidades e são pobres em metais por um fator da ordem de 10 ou superior em relação ao Sol.



Desde o trabalho clássico de Eggen et al. (1962), este fato tem sido interpretado como evidência de que o halo se formou antes que o enriquecimento pelas mortes das estrelas massivas tivesse ocorrido. Entretanto, esse cenário **monolítico** para a formação da Galáxia não consegue explicar algumas observações mais recentes, tendo sido bastante modificado nos últimos 50 anos.

Um aspecto importante da formação da Galáxia, que distingue os modelos atuais dos modelos monolíticos iniciais, refere-se aos processos de **infall**, ou queda de matéria provinda de outras regiões, como o halo e de regiões extragalácticas.

Nossa Galáxia faz parte de um sistema chamado **Grupo Local** de galáxias, contendo cerca de 40 galáxias de diferentes tipos. Parte do material dessas galáxias pode interagir com o gás de nossa Galáxia, afetando os processos de formação estelar.

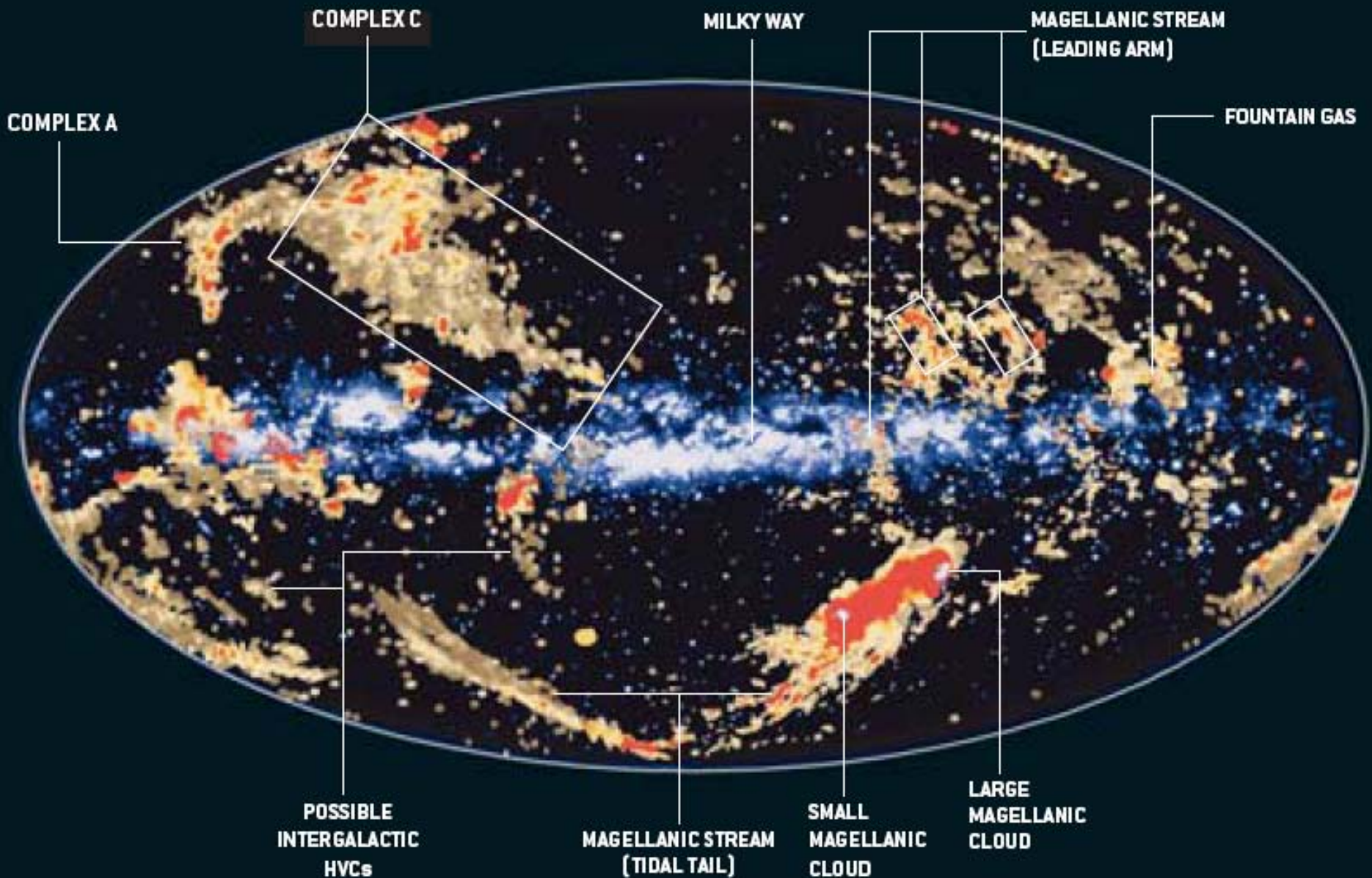


Diversas outras estruturas são conhecidas na vizinhança de nossa Galáxia, como a Corrente de Magalhães que liga a Via Láctea com as Nuvens de Magalhães.

Provavelmente as primeiras evidências observacionais da queda de matéria são as relacionadas com as Nuvens de Alta Velocidade, observadas a grandes alturas com relação ao disco, onde em princípio não deveríamos esperar encontrar objetos jovens, em virtude da ausência de gás interestelar.

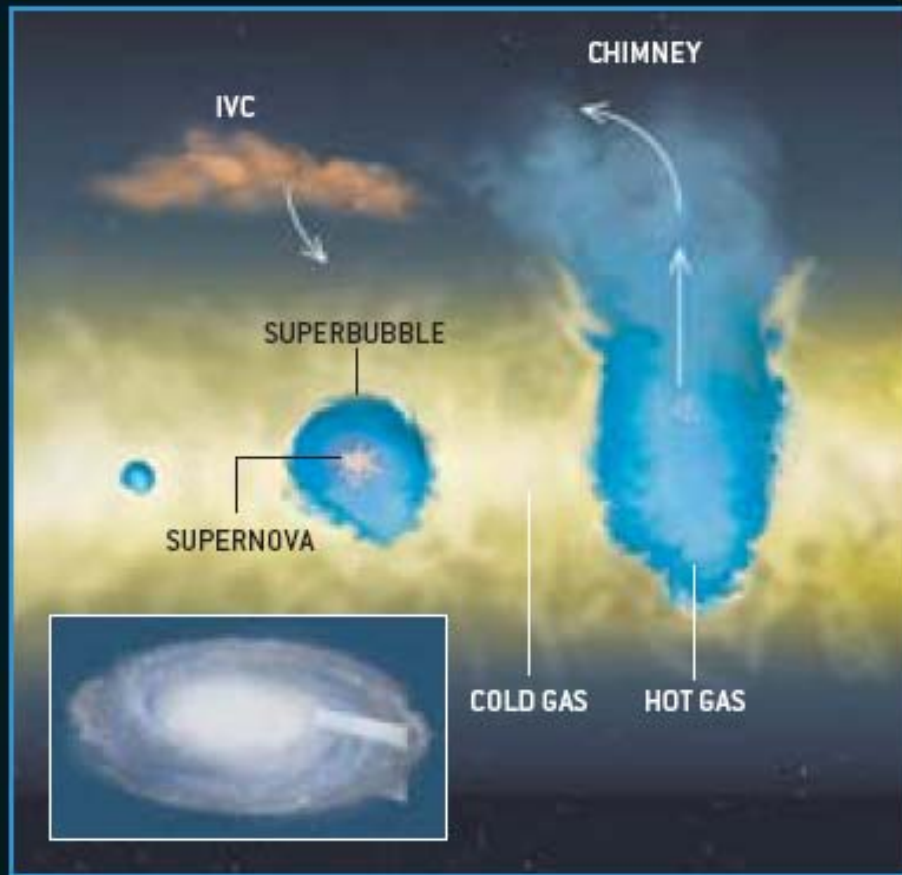


# Nuvens de Alta Velocidade (HVC)

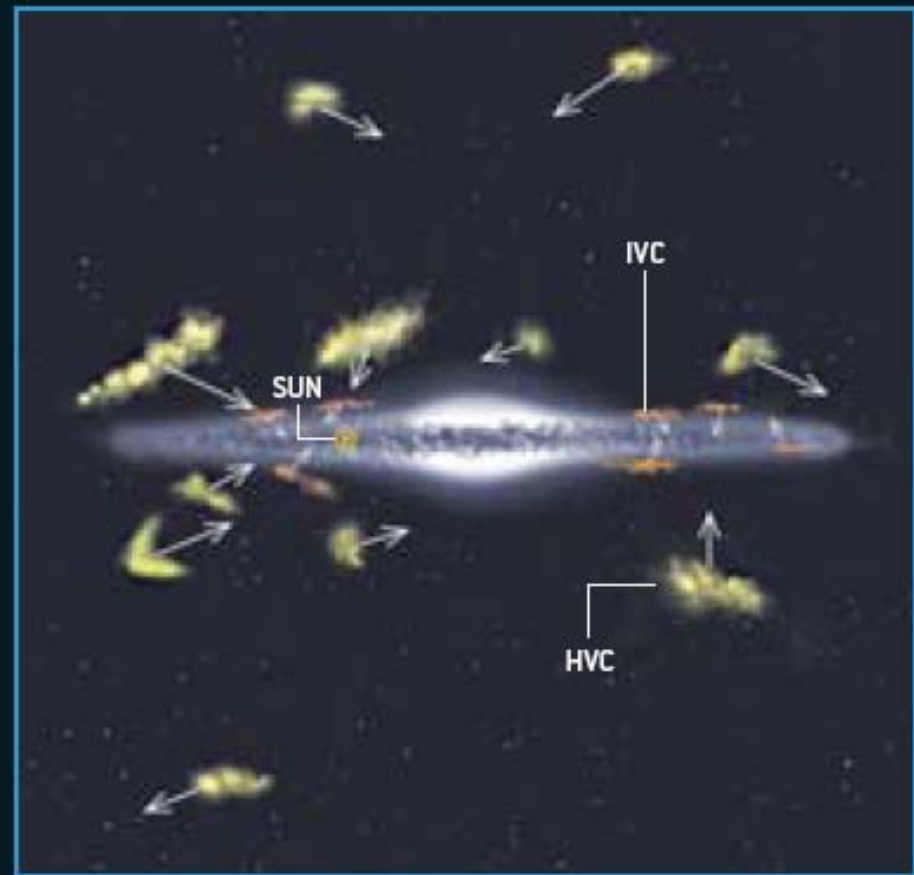




## Bolhas/Fontes/Infall

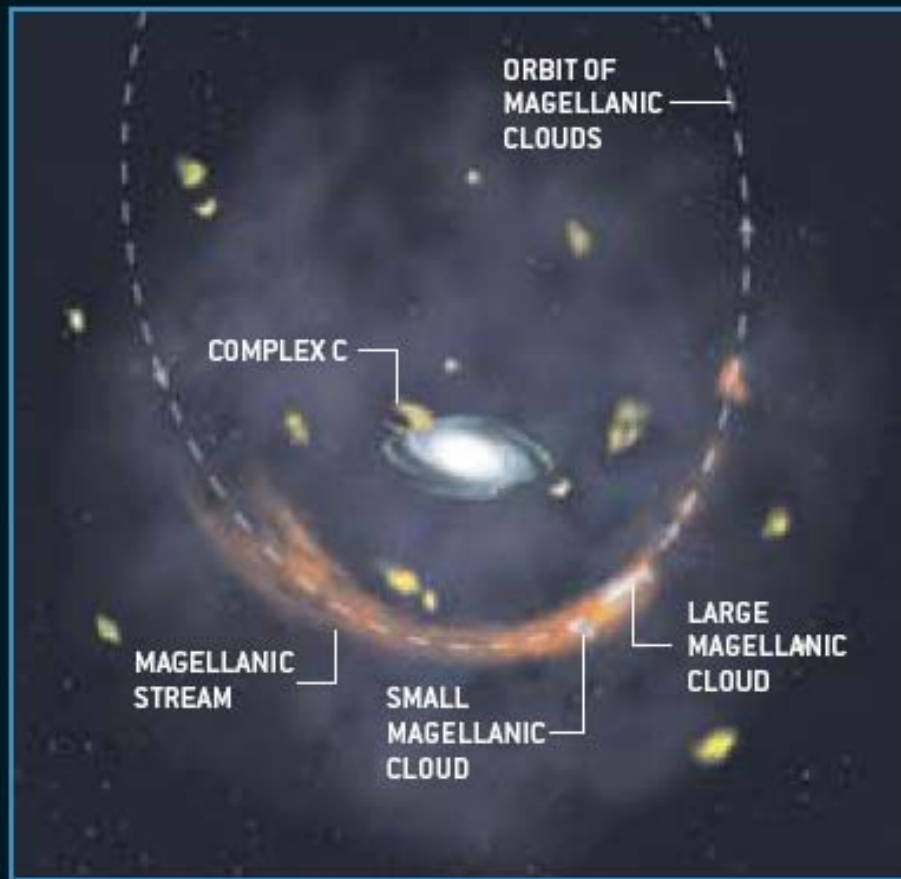


## HVC/Infall



# Canibalismo

## Corrente de Magalhães



## Gás Intergaláctico



- Aspectos dinâmicos

A distinção fundamental entre a formação de esferóides e de sistemas com discos está nas escalas de tempo para a formação de estrelas e colapso em direção ao disco. Durante o colapso gravitacional, se o tempo para formação de estrelas for superior ao tempo de colapso, não serão formadas estrelas.

Se o tempo de colapso for mais lento, há formação de estrelas nesta fase. Não há dissipação de energia e forma-se um esferóide, como o halo e o bojo.

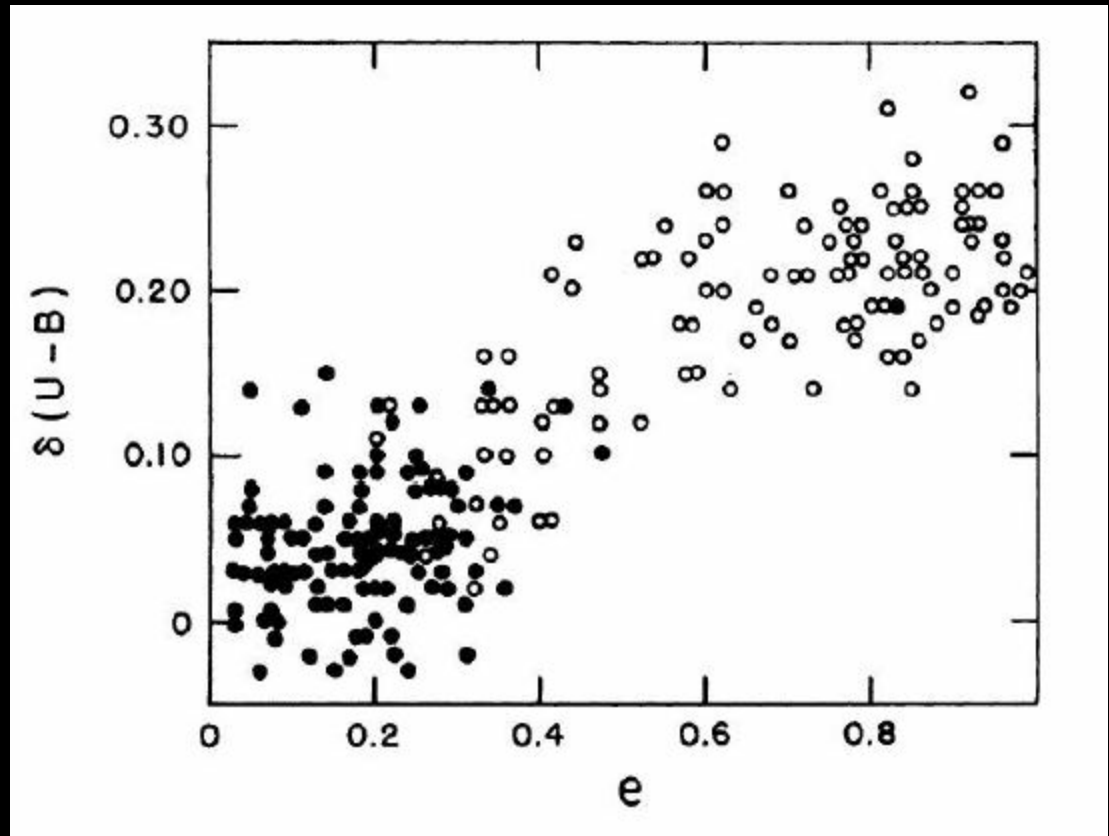
- O trabalho de Eggen et al. (1962)

Eggen, Lynden-Bell e Sandage em 1962 analisaram as velocidades de estrelas anãs e compararam algumas características de suas órbitas, como as excentricidades e a quantidade de movimento angular, com parâmetros relacionados com a metalicidade estelar.

As abundâncias químicas ainda não eram determinadas com precisão, mas sabia-se que a metalicidade era inversamente correlacionada com o excesso de ultravioleta, isto é, quanto menor a abundância dos metais, maior seria o excesso de radiação ultravioleta, medida pelo parâmetro  $\delta(U - B)$ .

Nesse trabalho, foi mostrado que as estrelas com maiores excessos de ultravioleta (ou menor abundância de metais) tinham órbitas mais elípticas, com maiores excentricidades. Em contraposição, as estrelas com pouco ou nenhum excesso de ultravioleta (ou maior metalicidade) moviam-se em órbitas quase circulares.

maior excentricidade  
órbitas mais elípticas  
maior excesso de ultravioleta  
menor abundância de metais

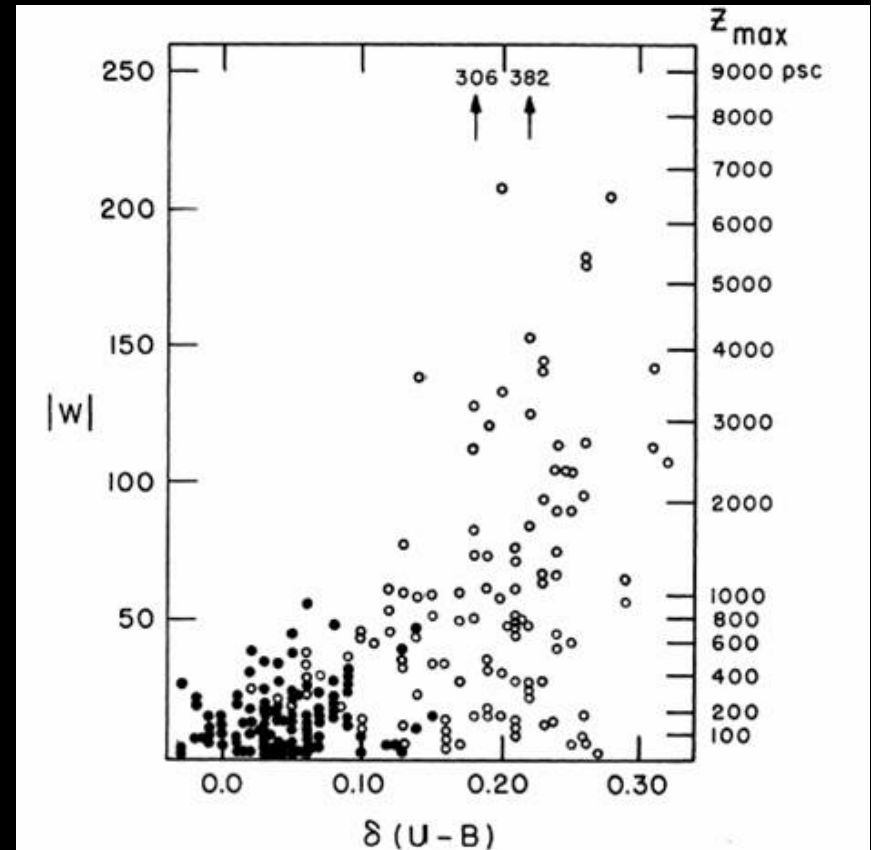


menor excentricidade  
órbitas mais circulares  
menor excesso de ultravioleta  
maior abundância de metais



Correlações semelhantes foram encontradas para a componente W da velocidade das estrelas e a escala de altura z, no sentido que as maiores velocidades e escalas de altura estavam também associadas com as metalicidades mais baixas.

maior excesso de ultravioleta  
menor abundância de metais  
maior componente W  
maior escala de altura



menor excesso de ultravioleta  
maior abundância de metais  
menor componente W  
menor escala de altura

Com este trabalho foram lançados os fundamentos para a divisão das estrelas em diferentes populações, com implicações sobre a formação da Galáxia: suas estrelas mais velhas devem ter sido formadas a partir de um gás caindo em direção ao centro, colapsando a partir do halo sobre o plano, em uma escala de tempo curta, da ordem de  $10^8$  a  $10^9$  anos.

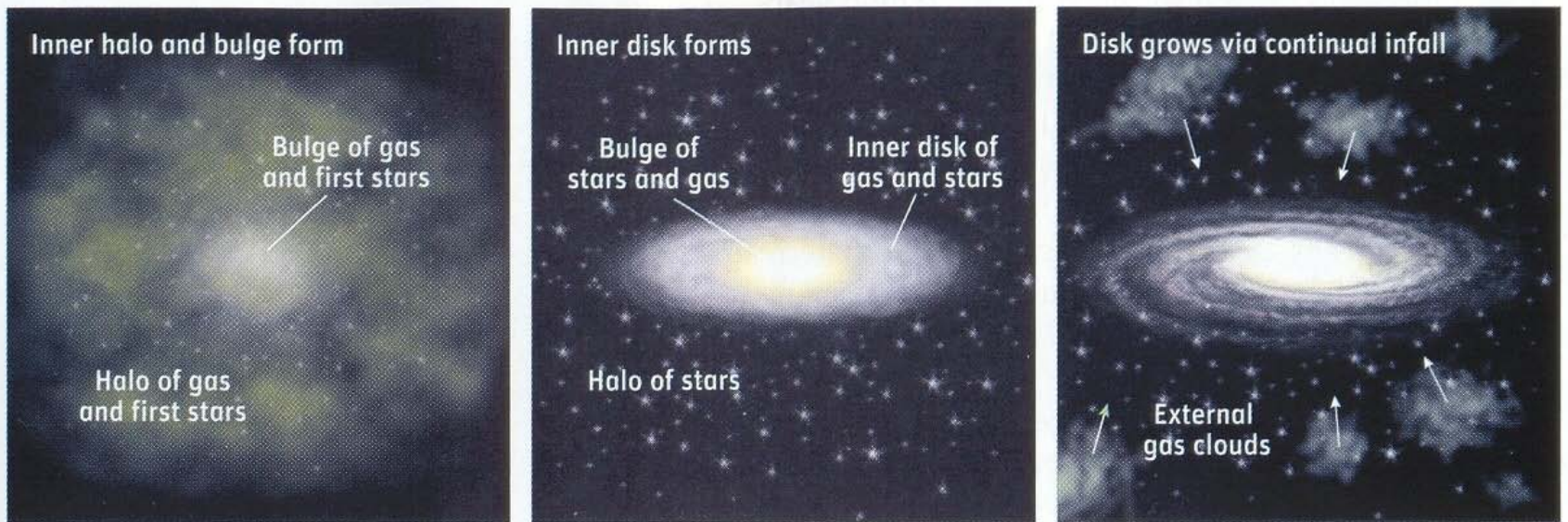
Eggen e colaboradores mostraram, pela primeira vez, que existem correlações claras entre a composição química de estrelas individuais, a excentricidade de suas órbitas galácticas, sua quantidade de movimento angular, a altura que podem alcançar acima do plano galáctico, a velocidade perpendicular ao plano e a idade das estrelas.

Apesar do modelo de Eggen et al. ser suficiente para explicar em linhas gerais a formação da Galáxia, diversos aspectos examinados posteriormente mostraram que a formação do nosso sistema estelar deve ter sido mais complexa. Por exemplo, a visão tradicional de um bojo velho e rico em metais está sendo alterada, com indicações de uma formação estelar mais recente. Da mesma forma, a origem dos discos fino e espesso não está contemplada no modelo clássico de Eggen e colaboradores, necessitando uma abordagem mais abrangente.

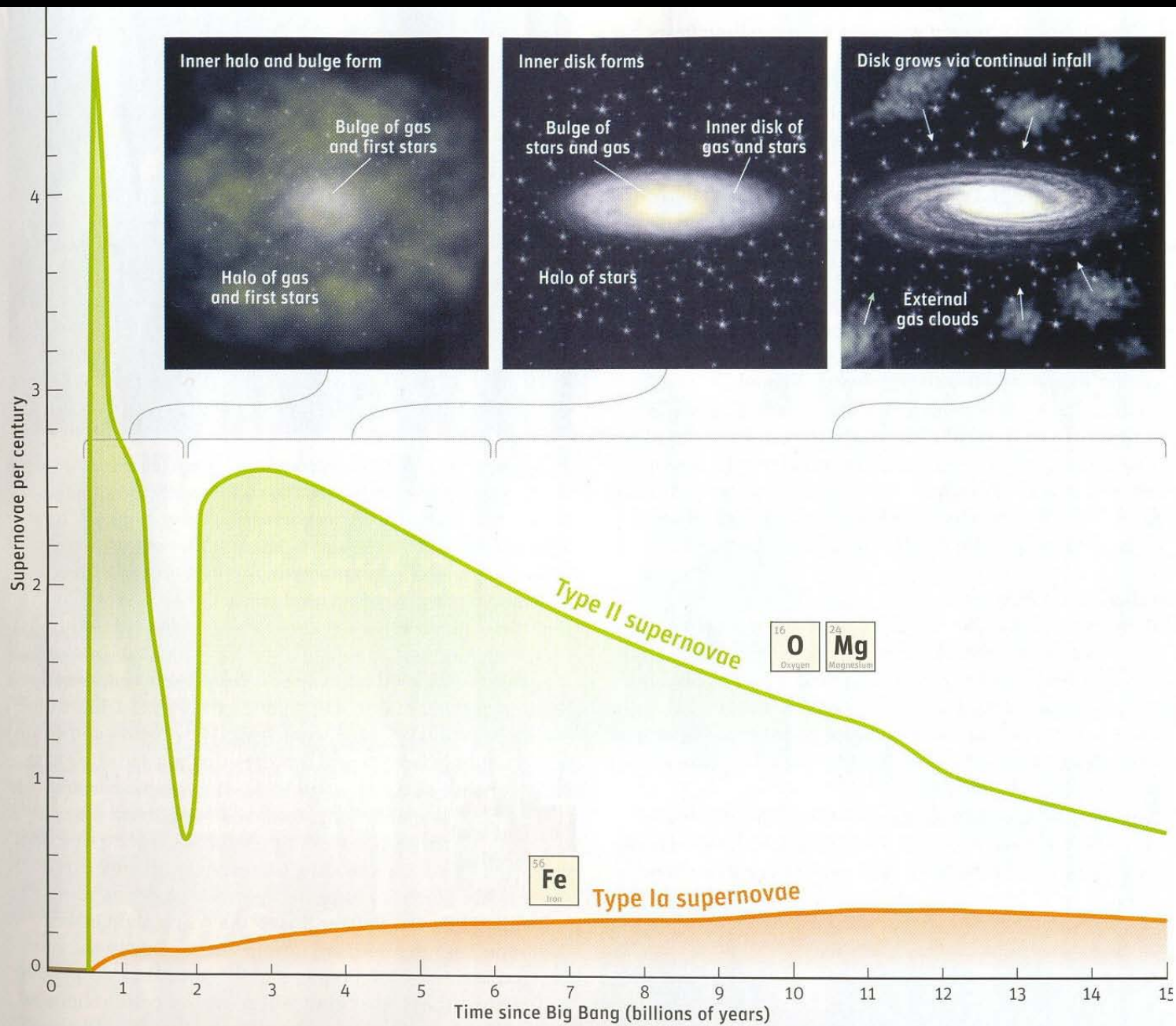
- Novos modelos: *infall*

Além do modelo clássico de Eggen, também denominado **modelo de caixa fechada** (closed box), há o modelo alternativo de captura de fragmentos de Searle e Zinn, bem como muitos outros modelos mais recentes, geralmente postulando a presença de episódios de queda de matéria para formar inicialmente as populações do halo e do bojo, e em seguida as populações do disco.

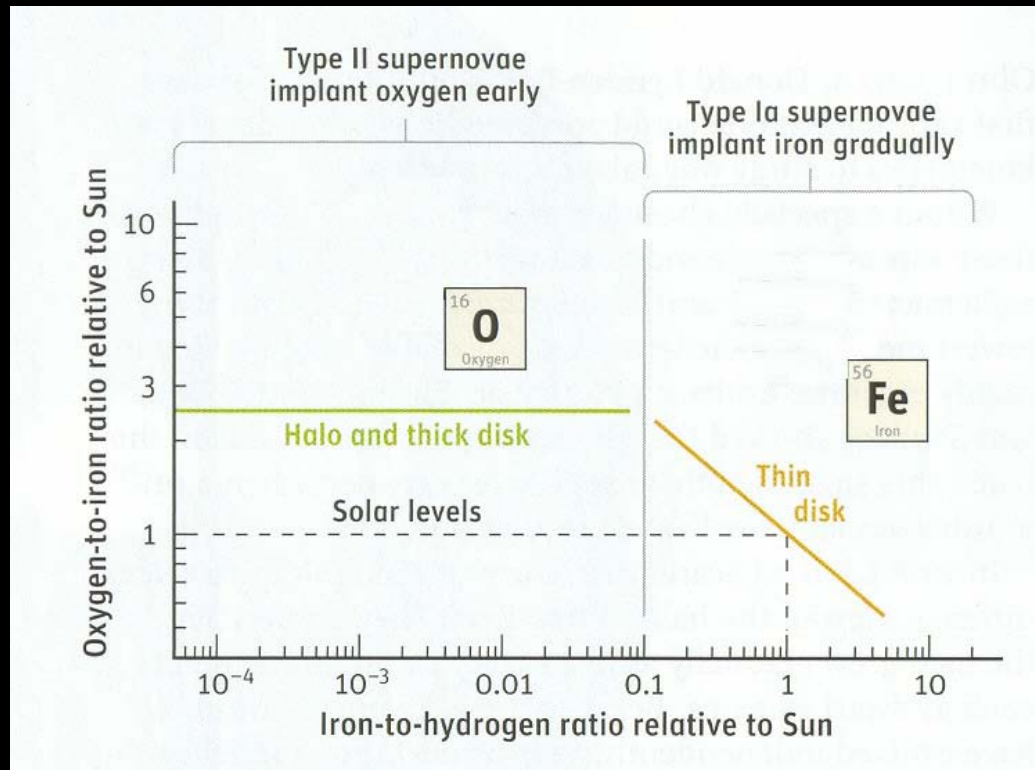
Um dos modelos mais populares atualmente é o modelo de duplo infall de Chiappini et al., proposto em 1997. Como ilustrado abaixo, neste modelo o primeiro processo de queda de matéria forma o halo e o bojo, e o segundo forma o disco, com uma queda contínua de gás.







A relação entre as abundâncias de  $[O/Fe]$  em função de  $[Fe/H]$  pode ser entendida considerando que, para baixas metalicidades, ou objetos mais velhos, a razão  $[O/Fe]$  é essencialmente constante, enquanto que para metalicidades mais altas, próximas do valor solar  $[Fe/H] = 0$ , a razão  $[O/Fe]$  decresce.



Na parte à esquerda do diagrama, a contribuição das supernovas para formação do oxigênio aumenta sua abundância, enquanto a metalicidade média aumenta, de modo que a razão entre as duas permanece essencialmente constante.

Na parte à direita do diagrama, entram em ação as estrelas menos massivas que explodem como supernovas de tipo Ia e produzem a maior parte do Fe, fazendo decrescer a razão entre oxigênio e ferro enquanto a metalicidade  $[Fe/H]$  segue aumentando, ou seja, nesta parte a ordenada decresce enquanto a metalicidade continua a aumentar.

Em outras palavras, o atraso na produção do ferro pelas estrelas menos massivas, basicamente supernovas de tipo Ia, é responsável pelo comportamento da relação entre as abundâncias. A parte à esquerda coincide com as abundâncias do halo e disco espesso, enquanto que a parte à direita constitui o disco fino, onde se localiza o Sistema Solar.

Atualmente muitos outros elementos  $\alpha$  podem ser observados, e diagramas semelhantes ao da razão [O/Fe] podem ser obtidos e comparados com as previsões dos modelos teóricos.

- Vínculos dos modelos de evolução química

Para a construção de modelos de evolução galáctica são necessários vínculos observacionais, ou seja, condições que devem ser satisfeitas pelos modelos e que são utilizadas para definir os parâmetros livres desses modelos. A seguir estão citados os principais vínculos atualmente utilizados para os modelos de evolução química da nossa Galáxia.



## Vínculos dos modelos de evolução química:

Abundâncias no Sistema Solar

Relação idade-metalicidade

Distribuições de metalicidade

Abundâncias relativas – elementos alfa

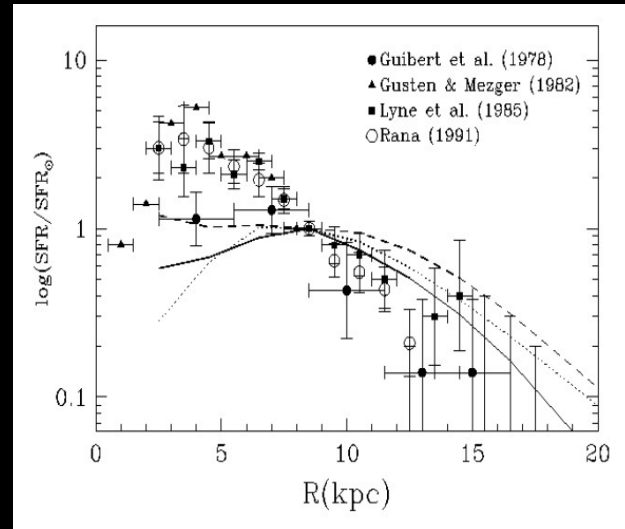
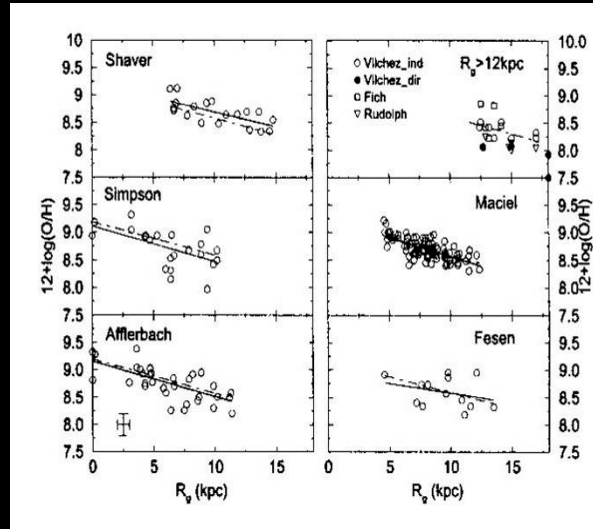
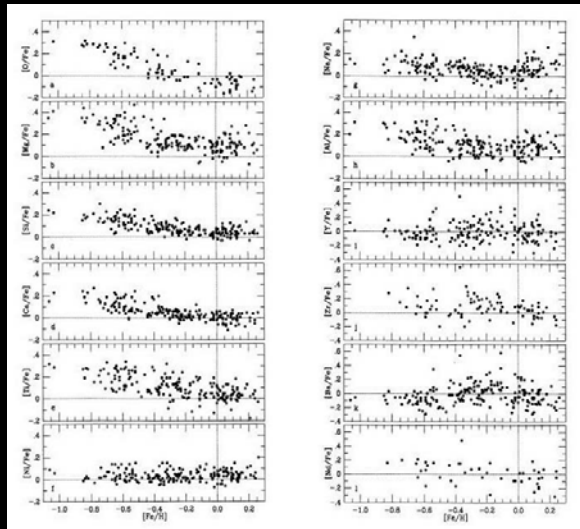
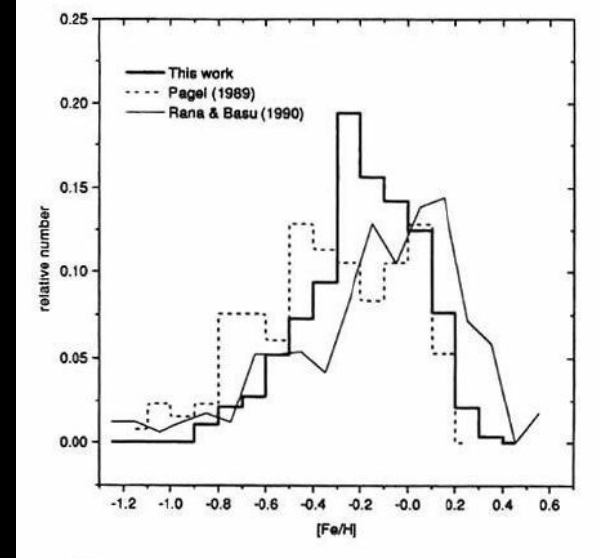
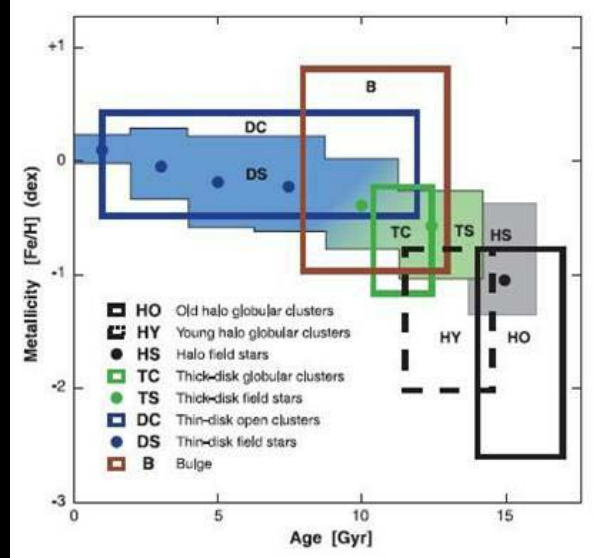
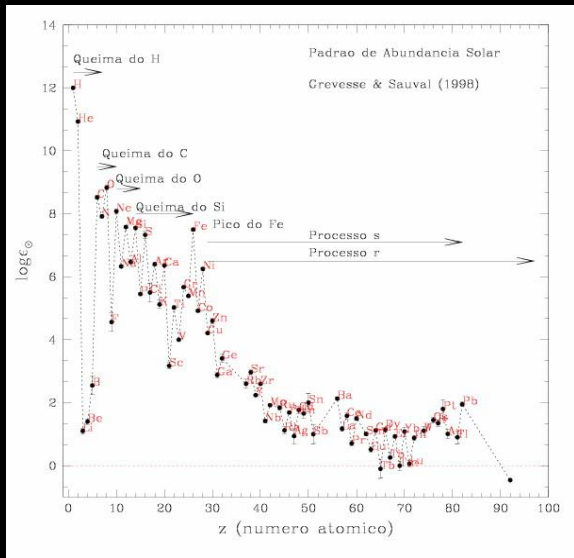
Distribuições radiais de metalicidade

Taxa de formação estelar

Fração de gás atual ( $\mu \sim 0.05$  a  $0.20$ )

Taxas de supernovas e outras estrelas

Razão de enriquecimento entre He e Z



- Evolução de galáxias: evolução química

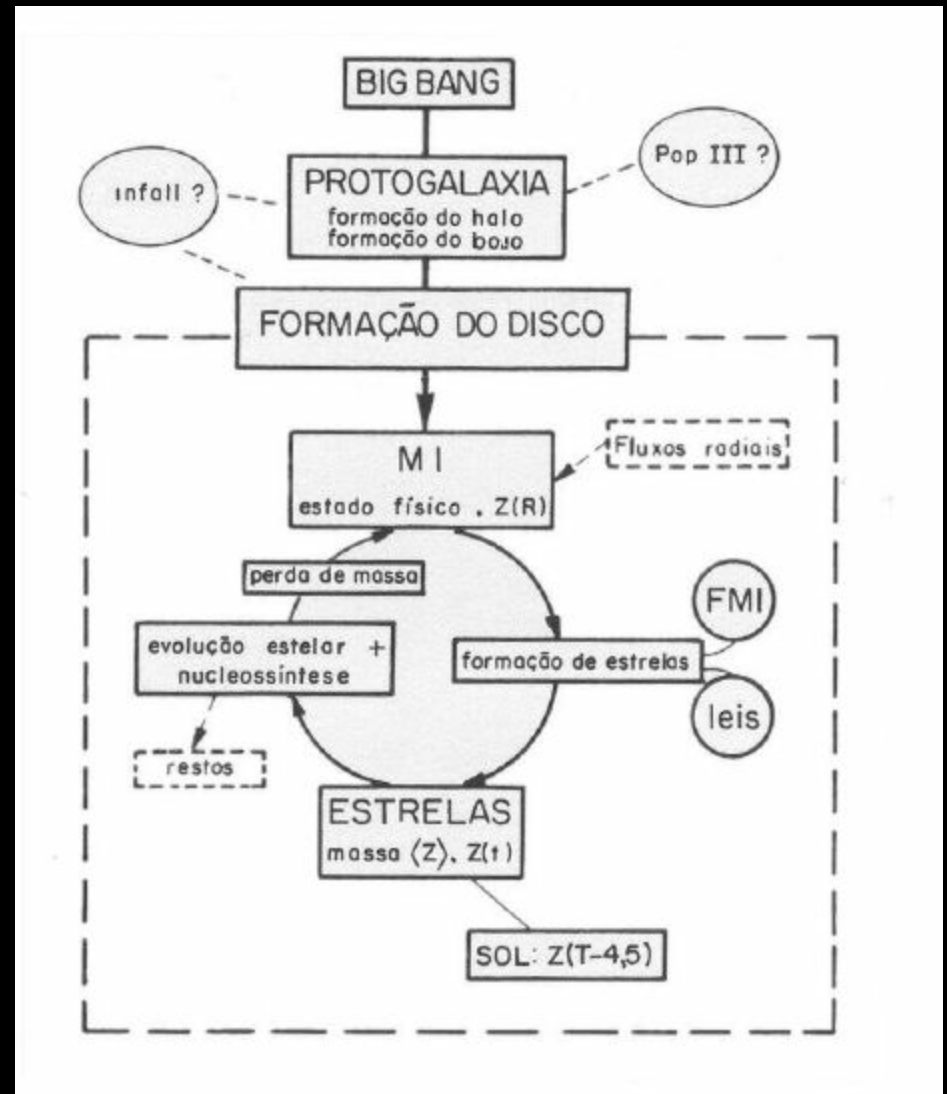
A evolução da Galáxia compreende a **evolução dinâmica** e a **evolução química**. Para as galáxias mais distantes, podemos também considerar a evolução das propriedades fotométricas, as quais devem ser, em princípio, relacionadas com a evolução das propriedades físicas dessas galáxias.

Estes três aspectos estão correlacionados, e ocorrem simultaneamente em um dado objeto, embora costumem ser estudados de maneira independente.

Em particular, a evolução química da Galáxia estuda a composição química das estrelas, gás, etc. em função do tempo. Isto é feito em termos da produção dos elementos químicos pelas estrelas e do processo de ejeção e mistura dos elementos no meio interestelar.

Seus objetivos incluem o estudo das distribuições de abundâncias dos elementos, variações da metalicidade com a idade e posição, variações das abundâncias relativas dos diversos elementos pesados, etc.

Um esquema da evolução química da Galáxia está mostrado na figura ao lado. Note-se o Big Bang, onde ocorreu a nucleossíntese primordial, e a posterior formação da Galáxia, em particular do halo e do disco em épocas diferentes.





Do ponto de vista da evolução química, estamos particularmente interessados na circulação de matéria entre o gás e as estrelas. A partir do meio interestelar são formadas as estrelas, sob uma certa função de massa inicial (IMF) e segundo uma taxa de formação estelar (SFR).

Essas estrelas evoluem, produzem novos elementos pela nucleossíntese estelar, sofrem perda de massa e finalmente devolvem o material ao meio interestelar, a menos dos remanescentes inertes. Neste processo, o gás tem sua composição alterada ao longo do tempo, o que constitui a evolução química da Galáxia.

Os modelos mais simples de evolução química são **analíticos**, como o chamado “modelo simples”, os “modelos de caixa fechada” e outros. Esses modelos têm o mérito de definir os espaços de parâmetros com base em princípios físicos simples, mas são muito limitados, geralmente considerando a aproximação de reciclagem instantânea do gás ejetado pelas estrelas, entre outras aproximações.

Modelos mais sofisticados são sempre **numéricos**, envolvendo cálculos detalhados da nucleossíntese, formação de estrelas, migração estelar, fases do meio interestelar, ventos, etc. A vantagem desses modelos é que permitem obter variações detalhadas da composição química dos principais elementos.

Por outro lado, esses modelos são limitados no que diz respeito à hidrodinâmica dos processos de colapso e queda de matéria, que são geralmente parametrizados. A solução deste problema parece estar nos modelos **quimiodinâmicos**, os quais estão ainda em uma fase relativamente embrionária.



FIM