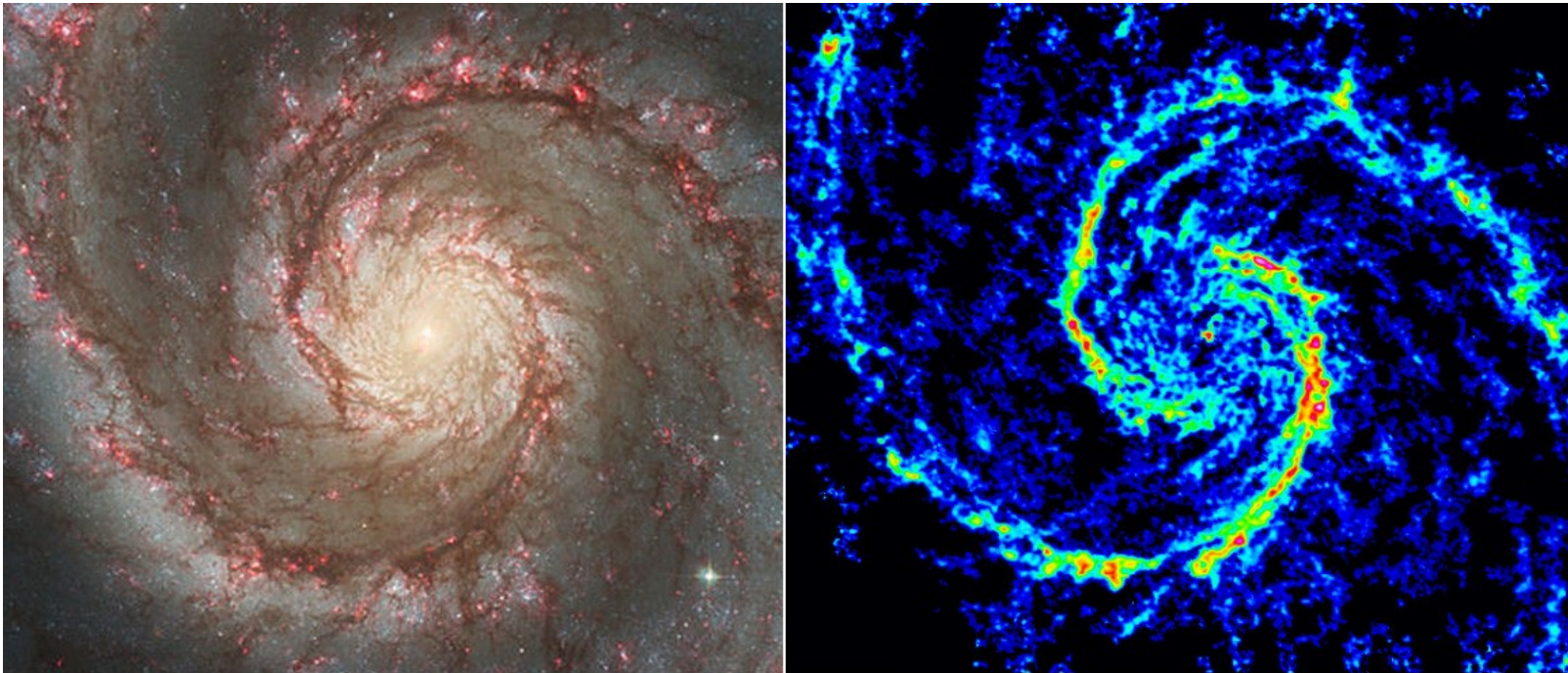


# 12 - O Meio Interestelar (ISM) e a Formação de Estrelas

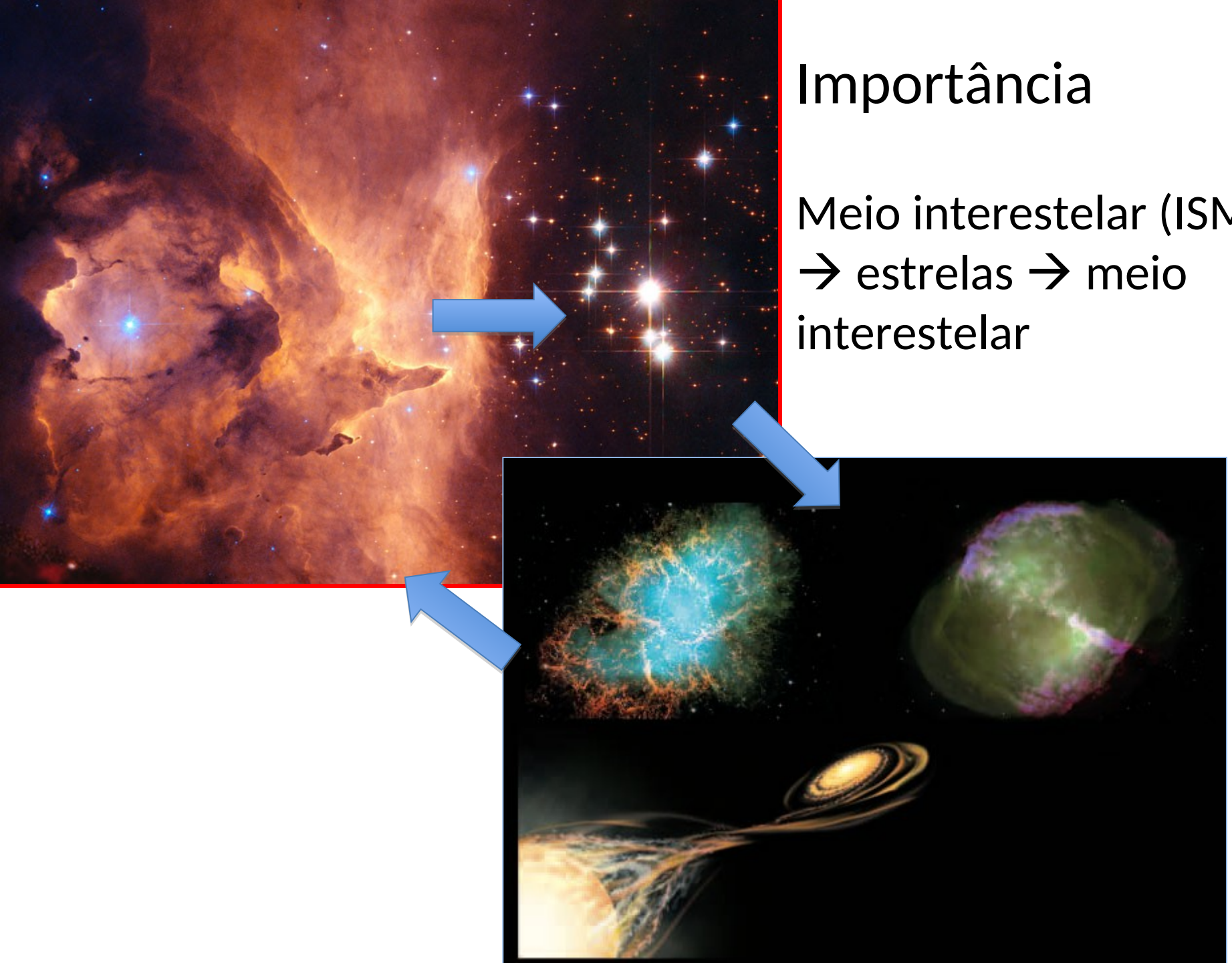
12.1 Gás e poeira interestelar

12.2 Formação de protoestrelas



# Importância

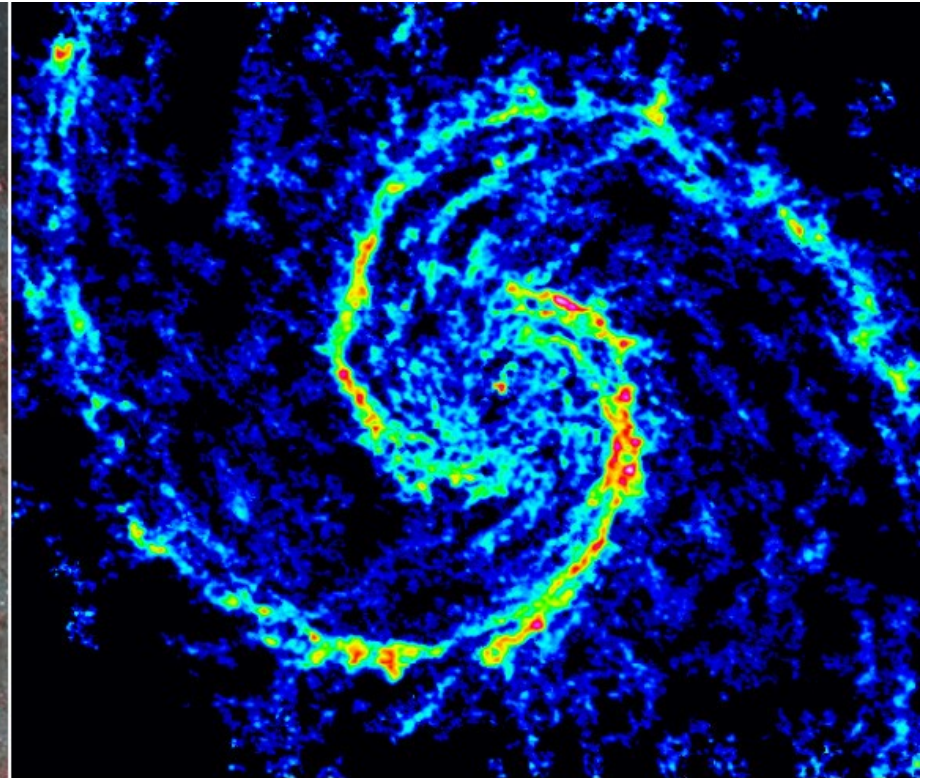
Meio interestelar (ISM)  
→ estrelas → meio  
interestelar



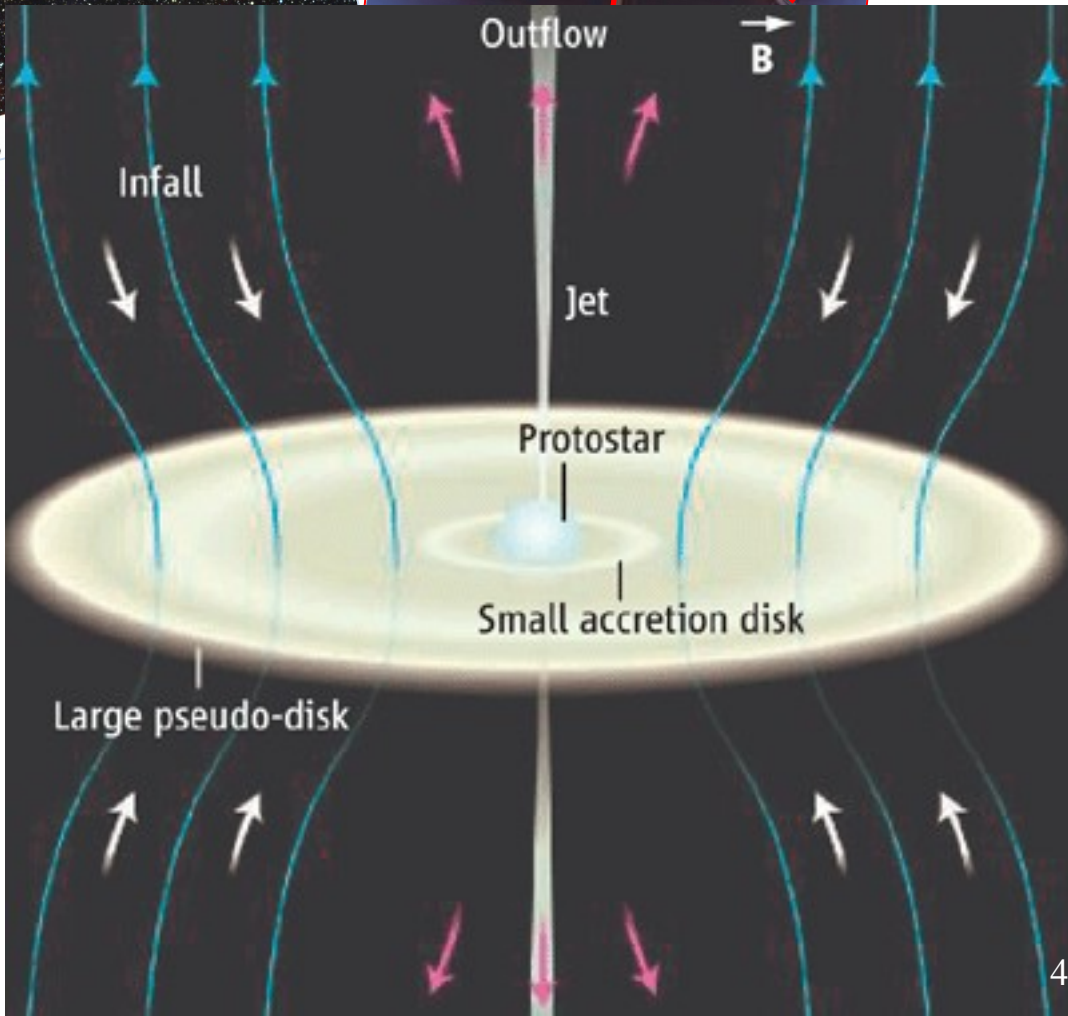
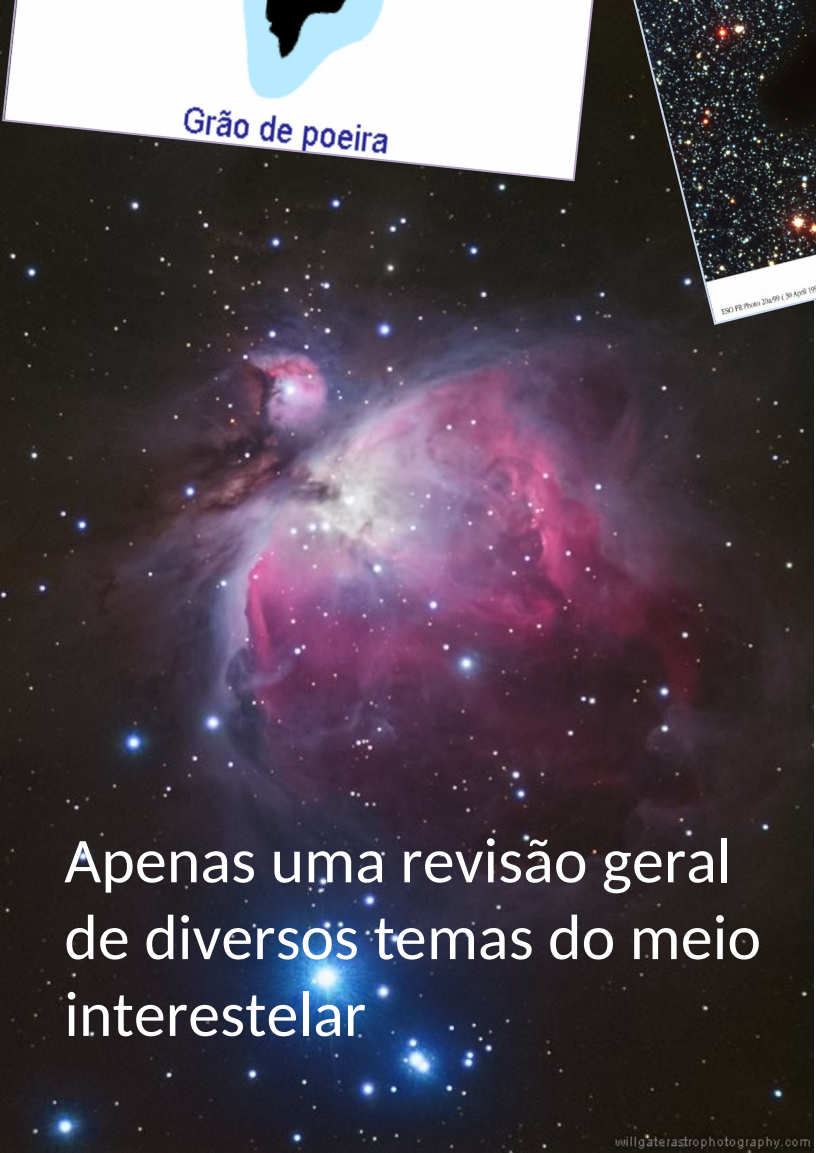
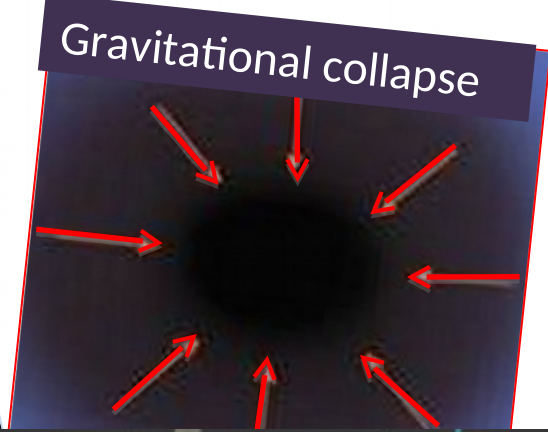
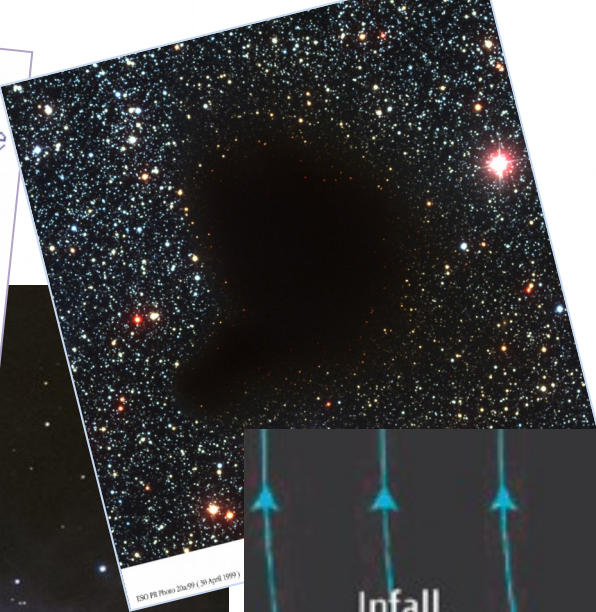
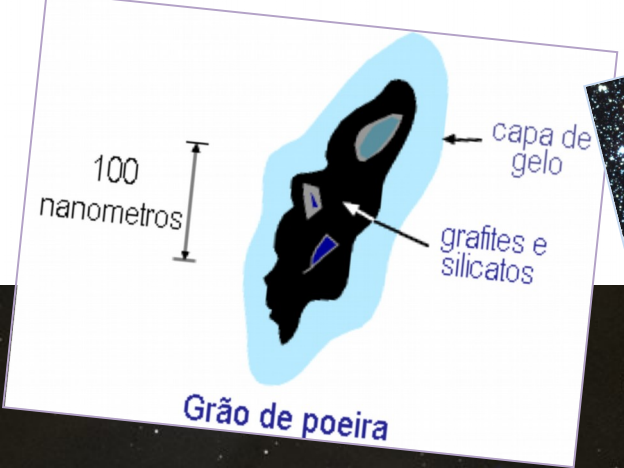
# Importância: formação de estrelas em galáxias



Galáxia do Rodamoinho (M51) no visível mostrando estrelas (regiões brilhantes), poeira (regiões escuras do meio interestelar) e gás (emissão em H-alfa)



Galáxia do Rodamoinho em rádio (molécula de CO), mostrando nuvens moleculares do meio interestelar (material para a formação de estrelas)

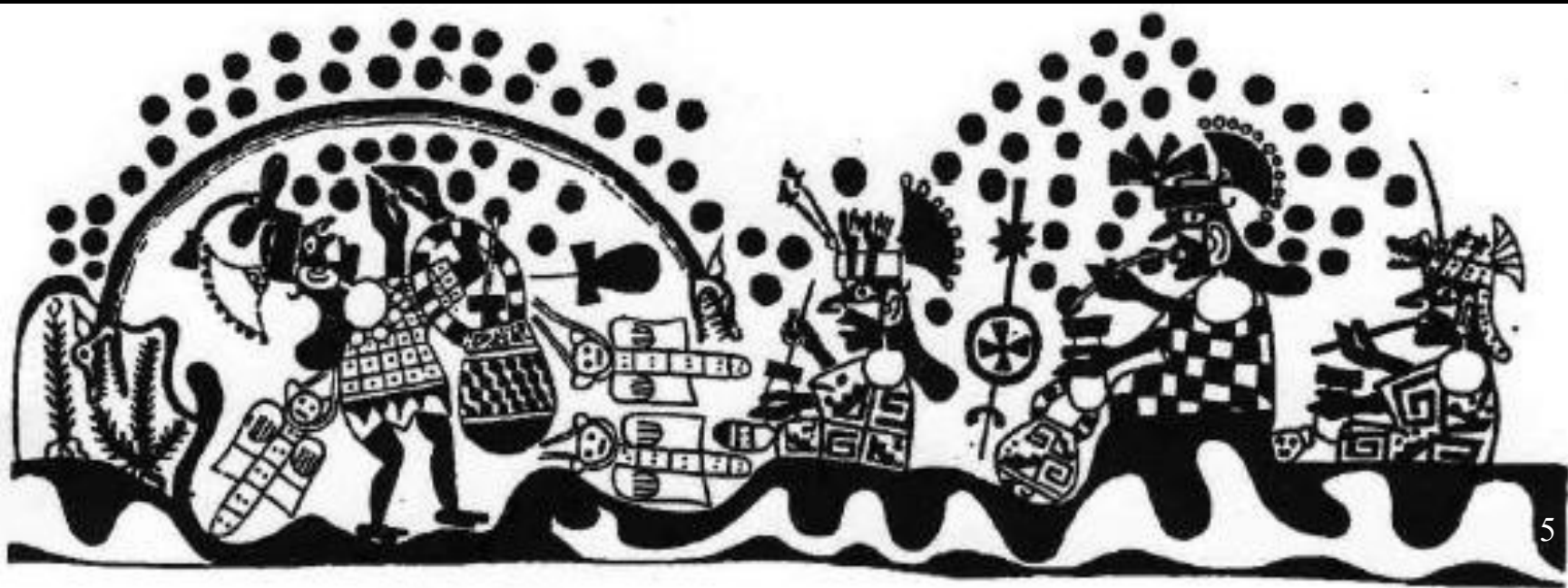


Apenas uma revisão geral de diversos temas do meio interestelar

Inca  
empire



Civilizações europeias reconheceram apenas constelações brilhantes. Civilizações andinas (2000a.C. – 1542) identificaram também constelações escuras



# Civilizações andinas observaram em detalhe a Via Láctea (= mayu, ou rio celestial)



**Cronista espanhol:** “No hablo sólo de las partes lúcidas y resplandecientes ... sino digo esto por otras partes oscuras y negras que hay en el cielo ... las cuales jamás me acuerdo de haber echado de ver en el cielo cuando estaba en Europa, y acá, en este otro hemisferio, las he visto muy manifiestas ”  
*José Acosta [1590]*

# Yacana: Constelação escura da Lhama



*Llama Ñahui:*  
*Olhos da Lhama*  
*(alfa e beta Cen)*



# Constelações Incas (Lhama) em Paranal @ESO 3/8/2018

(c) Jorge Melendez





# Constelações Incas (Lhama) em Paranal @ESO 3/8/2018

(c) Jorge Melendez



Austrália

Emu

*Alec Kennedy*



Ema

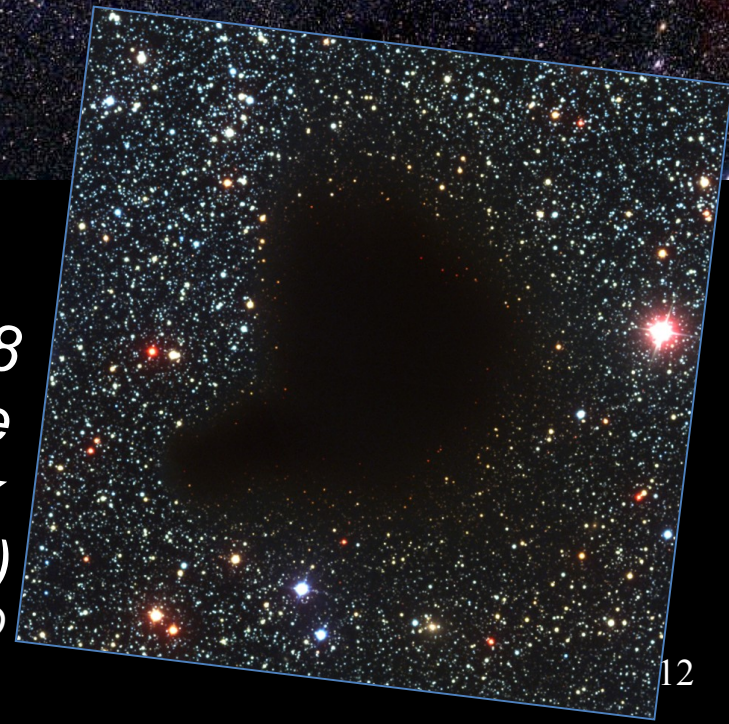
McKenney

# Efeitos da poeira: extinção

*Via Láctea no óptico*

A atenuação da luz das  
estrelas pela poeira  
interestelar chama-se  
**extinção interestelar**

*B68  
(the  
black  
cloud)  
© ESO*



# Extinção Interestelar $A_\lambda$



$$A_\lambda = m_\lambda - m_{\lambda,0}$$

$A_\lambda$ : absorção em magnitudes

$m_\lambda$ : magnitude observada

$m_{\lambda,0}$ : magnitude intrínseca

(sem absorção interestelar)

Para a magnitude V ( $\lambda = 540$  nm):  $A_V = V - V_0$

$$A_V = V - V_0$$

### Exemplo 1

Uma estrela tem magnitude observada  $V = 7,3$ , mas a verdadeira magnitude (intrínseca) é  $V_0 = 7,1$

Qual é a extinção interestelar  $A_V$  ?

### Exemplo 2

Uma estrela tem  $V = 10,5$  e extinção interestelar  $A_V = 0,5$ . Qual a magnitude intrínseca  $V_0$ ?

$$V_0 = V - A_V =$$

# Efeito no modulo de distância

$$m_{\lambda,0} = M_{\lambda} + 5 \log_{10} d - 5$$

$$m_{\lambda} = m_{\lambda,0} + A_{\lambda}$$

$$m_{\lambda} = M_{\lambda} + 5 \log_{10} d - 5 + A_{\lambda}$$

$M_{\lambda}$ : magnitude absoluta

$d$ : distância em pc

$A_{\lambda}$ : extinção interestelar

$m_{\lambda}$  e  $m_{\lambda,0}$ : magnitude observada e intrínseca

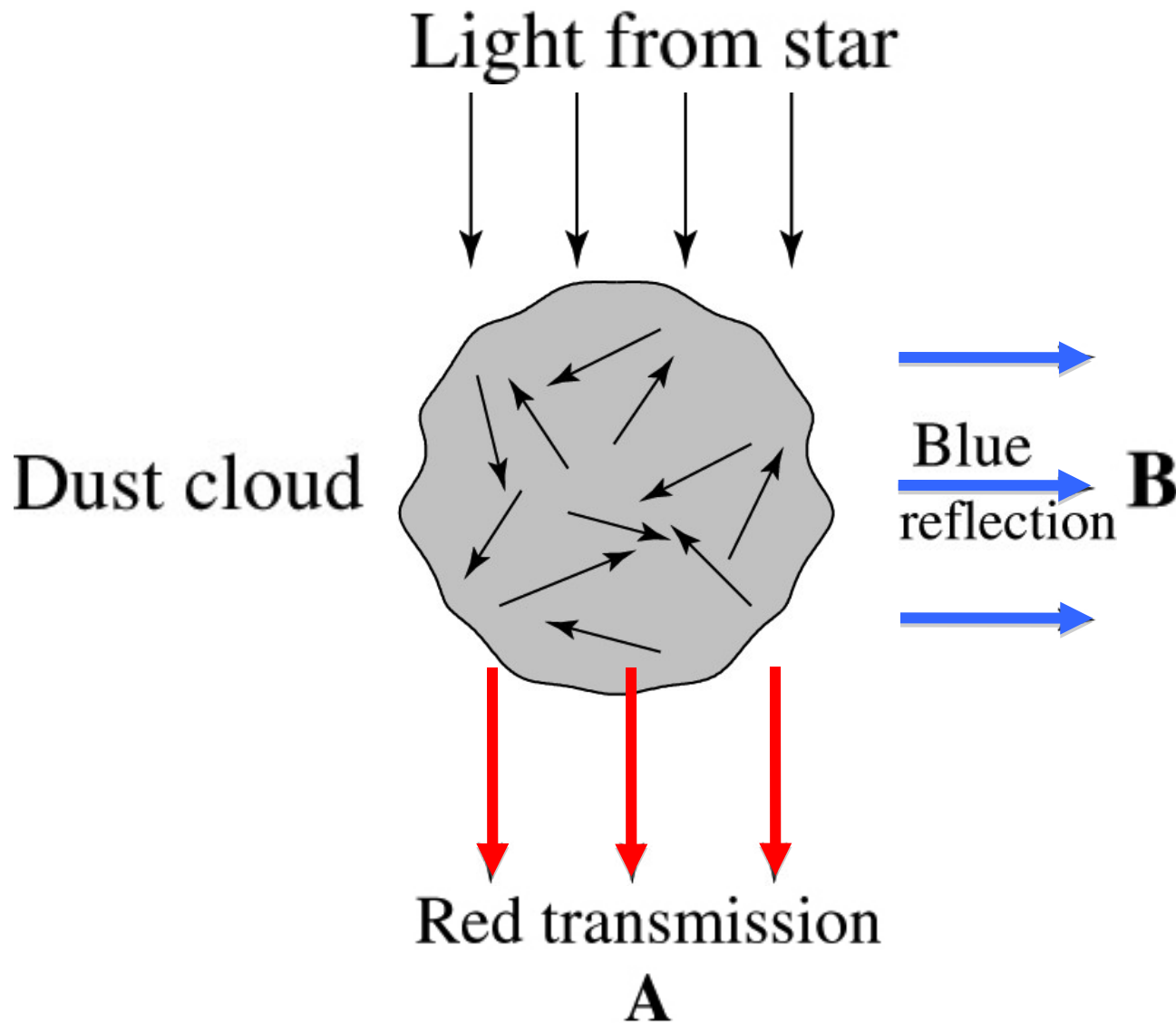
# Exemplo

$$m_{\lambda} = M_{\lambda} + 5 \log_{10} d - 5 + A_{\lambda}$$

O Sol tem uma magnitude absoluta  $M_V = 4,83$  magnitudes. Qual seria a magnitude observada ( $V$ ) do Sol a uma distância de 100 pc e considerando uma extinção interestelar de  $A_V = 0,17$  magnitudes ?

$V = 5? 10? 15? 20?$





**FIGURE 12.2** An interstellar cloud containing significant amounts of dust along with the gas (a dust cloud) can both scatter and absorb light that passes through it. The amount of scattering and absorption depends on the number density of dust grains, the wavelength of the light, and the thickness of the cloud. Since shorter wavelengths are affected more significantly than longer ones, a star lying behind the cloud appears reddened to observer A. Observer B sees the scattered shorter wavelengths as a blue reflection nebula.

A absorção interestelar  $A_\lambda$  deve estar relacionada à profundidade óptica  $\tau_\lambda$ :

$$I_\lambda / I_{\lambda,0} = e^{-\tau_\lambda}$$

$I_{\lambda,0}$ : intensidade sem absorção interestelar

Lembrando:  $m_1 - m_2 = -2.5 \log_{10} \left( \frac{F_1}{F_2} \right)$

$$\begin{aligned} A_\lambda = m_\lambda - m_{\lambda,0} &= -2,5 \log_{10} (e^{-\tau_\lambda}) \\ &= 2,5 \tau_\lambda \log_{10} e = 1,086 \tau_\lambda \end{aligned}$$

$$A_\lambda = 1,086 \tau_\lambda$$

Extinção  $A_\lambda \sim \tau_\lambda$  na linha de visada

Lembrando

(Cap. 9):

$$\tau_\lambda = \int_0^s \kappa_\lambda \rho ds$$

$$\kappa_\lambda \rho = n\sigma_\lambda$$

$$\tau_\lambda = \int_0^s n_d(s') \sigma_\lambda ds'$$

$n_d(s')$ : densidade numérica dos grãos de poeira espalhadores

$\sigma_\lambda$ : seção de choque de espalhamento

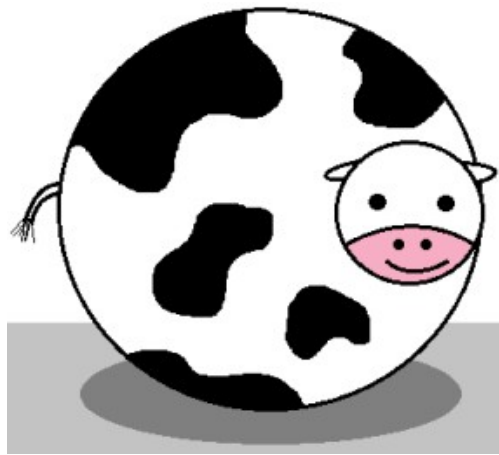
Considerando

$\sigma$  constante:

$$\tau_\lambda = \sigma_\lambda \int_0^s n_d(s') ds' = \sigma_\lambda N_d$$

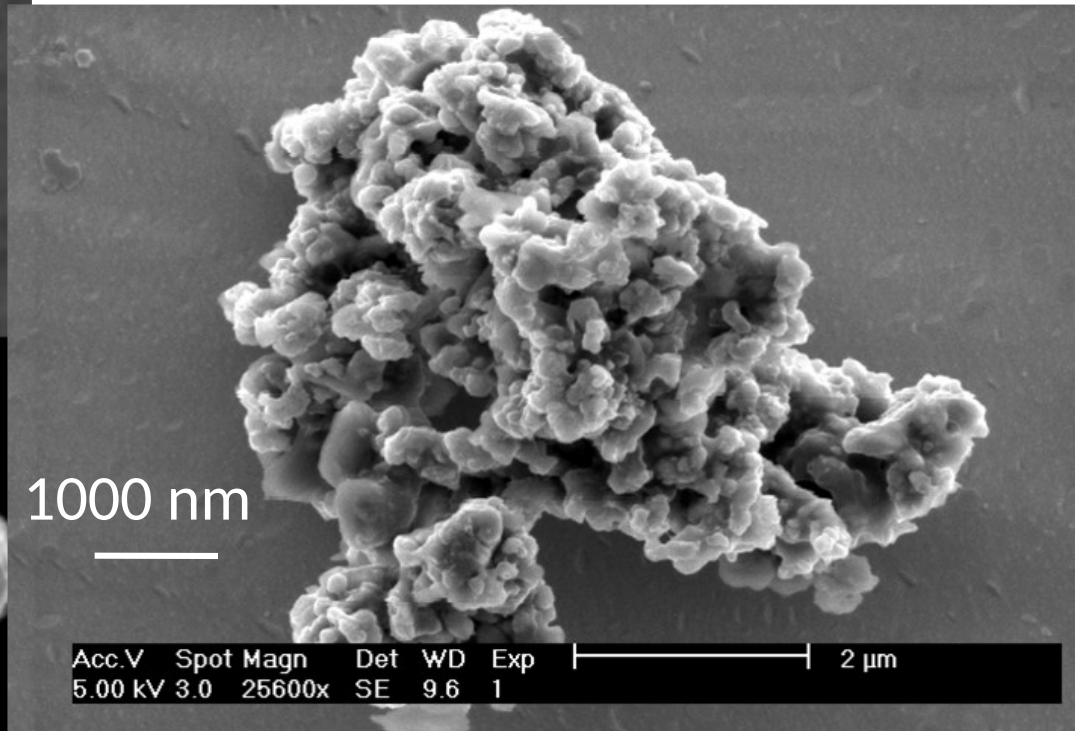
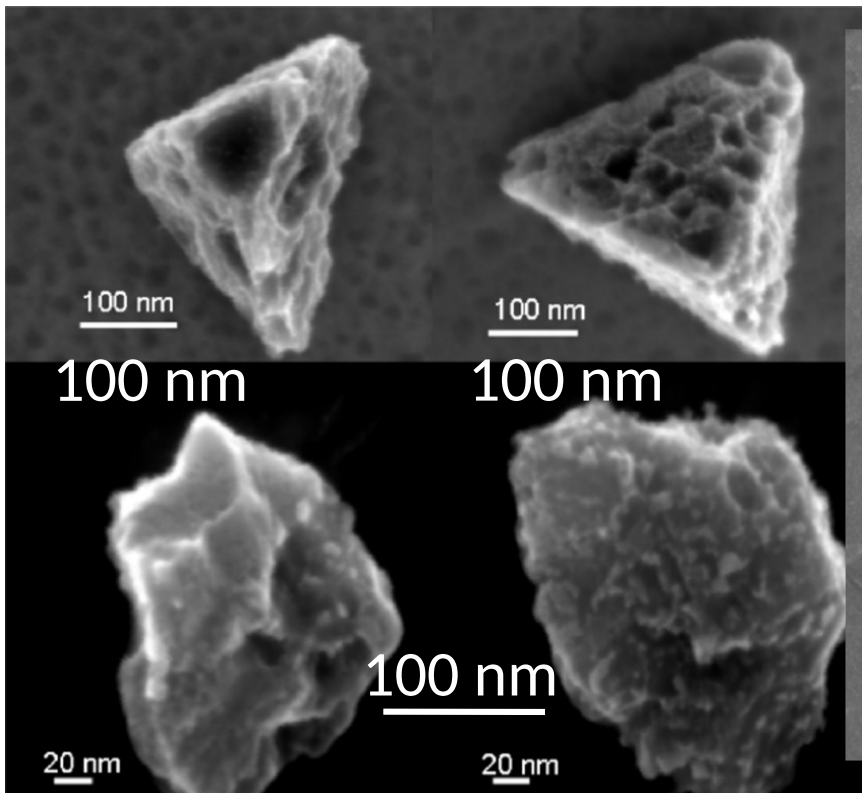
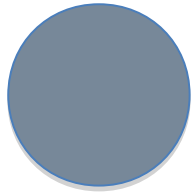
$N_d$  é a *densidade colunar* de grãos de poeira, que é o número de partículas de poeira em um cilindro de seção de choque de  $1 \text{ m}^2$  indo do observador até a estrela → a extinção depende da quantidade de poeira interestelar que atravessa a luz





Let's assume a spherical cow  
of uniform density

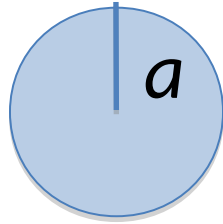
Let's assume interstellar  
dust grains of spherical shape  
and uniform density



# Teoria de Gustav Mie, 1908



Grão de  
poeira  
de raio  $a$



$$\sigma_g = \pi a^2$$

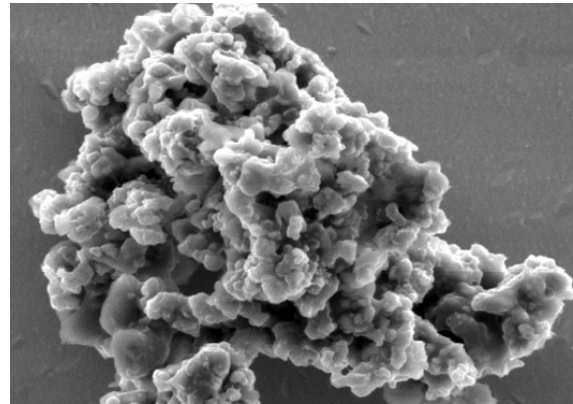
seção de choque  
geométrica

Definimos o  
**Coefficiente de extinção**  
(sem dimensão):

$$Q_\lambda \equiv \frac{\sigma_\lambda}{\sigma_g}$$

seção de choque  
seção de choque  
geométrica

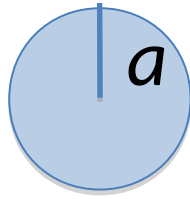
$Q_\lambda$  depende da  
composição química  
dos grãos de poeira



# Teoria de Gustav Mie, 1908



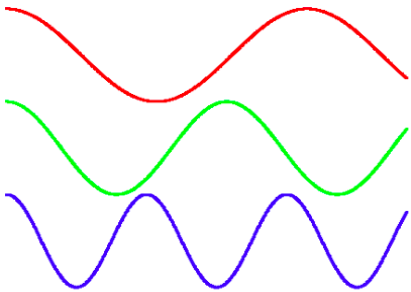
Grão de  
poeira de  
raio  $a$



$$\sigma_g = \pi a^2$$

seção de choque  
geométrica

**Coeficiente de extinção:**  $Q_\lambda \equiv \frac{\sigma_\lambda}{\sigma_g}$



Se  $\lambda$  é da ordem de  
grandeza de  $a$ :

$$Q_\lambda \sim a/\lambda$$

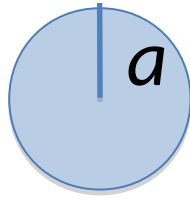
$$\begin{aligned} Q_\lambda &\sim a/\lambda = \sigma_\lambda/\sigma_g \\ &= \sigma_\lambda/\pi a^2 \\ \rightarrow \sigma_\lambda &\sim \pi a^3/\lambda \end{aligned}$$

$$\sigma_\lambda \propto \frac{a^3}{\lambda} \quad (\lambda \gtrsim a)$$

# Teoria de Gustav Mie, 1908



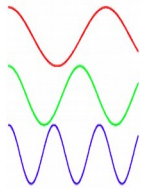
Grão de  
poeira de  
raio  $a$



$$\sigma_g = \pi a^2$$

seção de choque  
geométrica

**Coeficiente de extinção:**  $Q_\lambda \equiv \frac{\sigma_\lambda}{\sigma_g}$



Se  $\lambda \ll a$ :  $Q_\lambda \sim$  constante

$$\sigma_\lambda \propto a^2 \quad (\lambda \ll a)$$

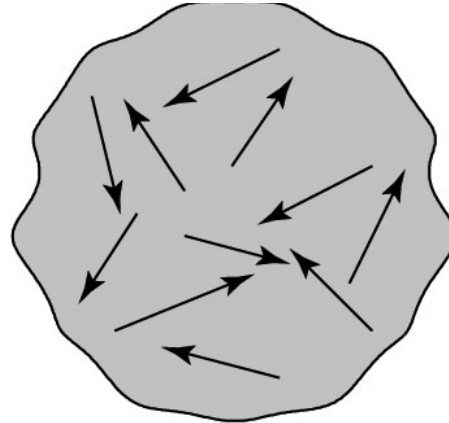
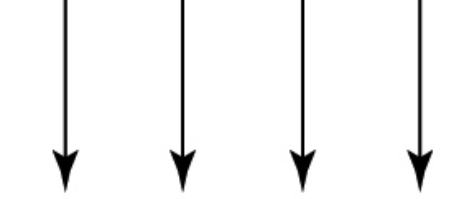
# Extinção e avermelhamento por poeira

Luz de menor  $\lambda$  é mais espalhada pela poeira

**Coeficiente de extinção:**

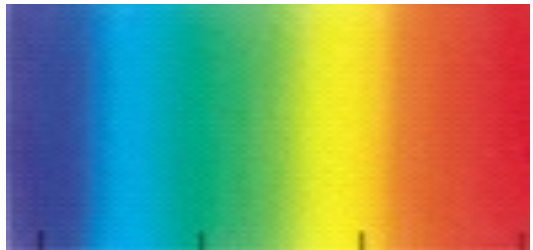
$$Q_{\lambda} \sim a/\lambda$$

Light from star



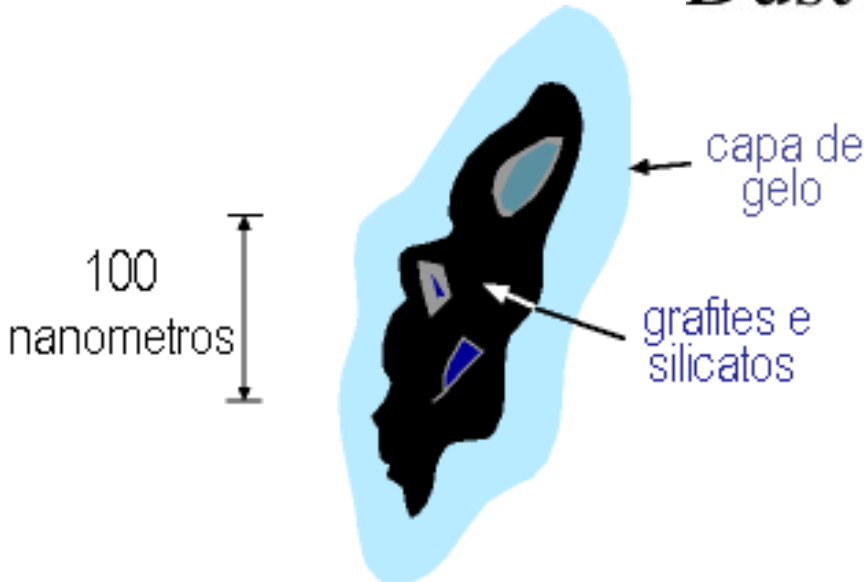
Blue reflection

Red transmission



400 500 600 700nm

Dust cloud



Grão de poeira



# Avermelhamento interestelar

Visível

Coeficiente  
de extinção:  $Q_\lambda \sim a/\lambda$

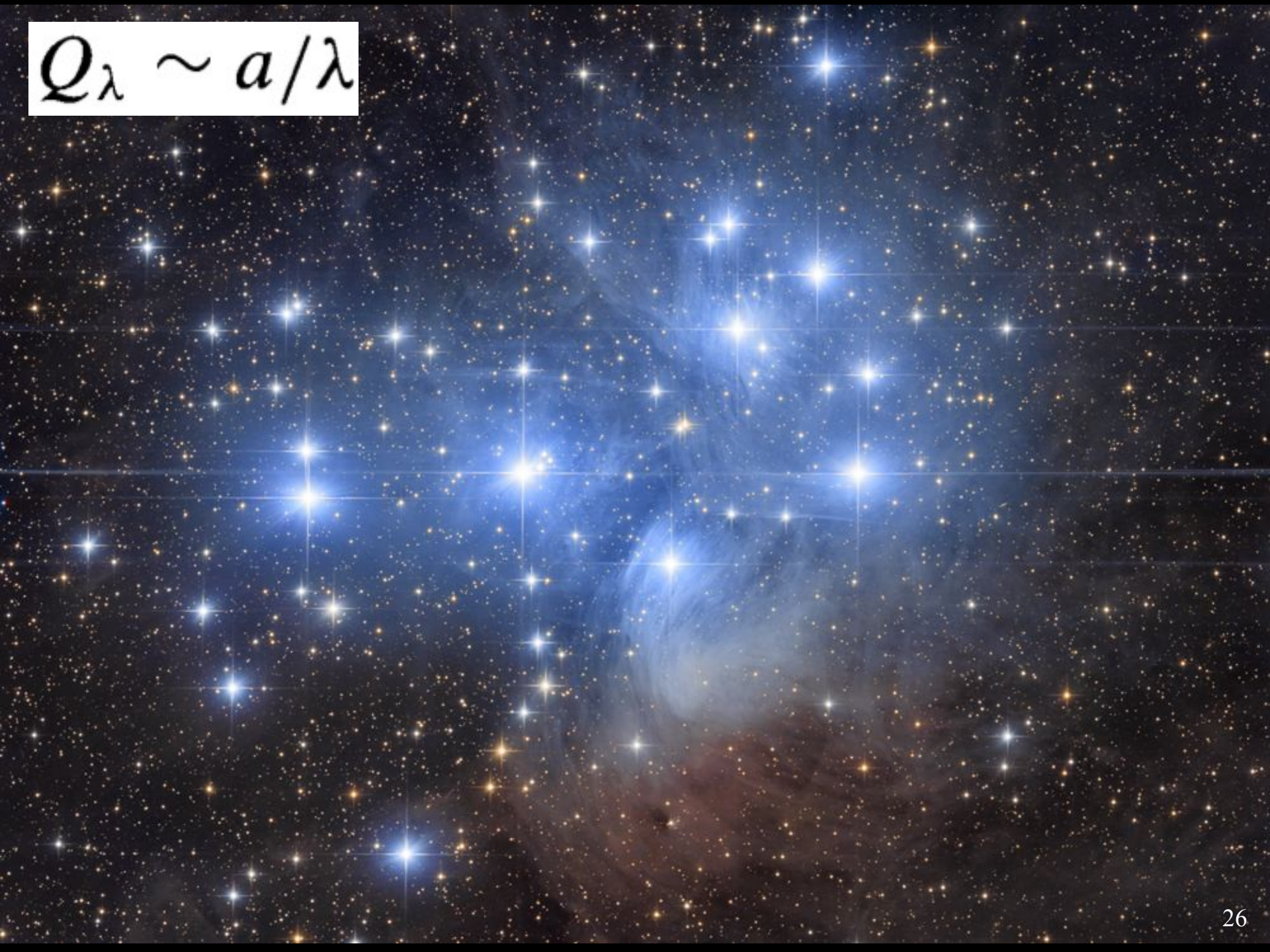
Infravermelho



Luz azul é mais espalhada pela  
poeira interestelar

→ avermelhamento

$$Q_\lambda \sim a/\lambda$$



Espalhamento Rayleigh: céu azul.

Moléculas do ar tem  $a \ll \lambda \rightarrow \sigma_{\lambda} \propto \lambda^{-4}$



Size of  $N_2$  and  $O_2 \sim 0,3 \text{ nm} \ll \text{blue light (400 nm)}$

Exemplo 12.1.1. Uma estrela localizada a 0,8 kpc é mais fraca que o esperado em  $A_V = 1,1$  magnitudes, onde  $A_V$  é a extinção no filtro V (550 nm).

Se  $Q_{550\text{nm}} = 1,5$  e supondo grãos esféricos com raio de  $0,2 \mu\text{m}$ , estimar a densidade média do material interestelar entre a Terra e a estrela.

$$d = 0,8 \text{ kpc}$$

$$A_\lambda = 1,086 \tau_\lambda$$

Extinção interestelar,  $A_V = 1,1 \text{ mag}$

$$Q_\lambda \equiv \frac{\sigma_\lambda}{\sigma_g}$$

Coeficiente de extinção,  $Q_{550\text{nm}} = 1,5$

$$\sigma_g = \pi a^2$$

Seção de choque geométrica do grão de raio  $a = 0,2 \mu\text{m}$

Exemplo 12.1.1. Uma estrela localizada a 0,8 kpc é mais fraca que o esperado por  $A_V = 1,1$  mag. Se  $Q_{550} = 1,5$  e supondo grãos com raio  $a = 0,2 \mu\text{m}$ , estimar a densidade média do material interestelar entre a Terra e a estrela.

dado:  $A_V = 1,1$  magnitudes em 550nm

$$\text{Como } A_\lambda = 1,086 \tau_\lambda \rightarrow \tau_{550} \sim 1$$

$$\text{dado: } Q_{550} = 1,5 \quad Q_\lambda \equiv \frac{\sigma_\lambda}{\sigma_g} \quad \sigma_g = \pi a^2$$

$$\sigma_{550} = \sigma_g Q_\lambda = \pi a^2 Q_{550} \simeq 2 \times 10^{-13} \text{ m}^2$$

$$\sigma_{550} \sim 2 \times 10^{-13} \text{ m}^2$$

$$\sigma_{550} \sim 2 \times 10^{-13} \text{ m}^2$$

$$\tau_{550} \sim 1$$

Lembrando:  $\tau_\lambda = \sigma_\lambda N_d$

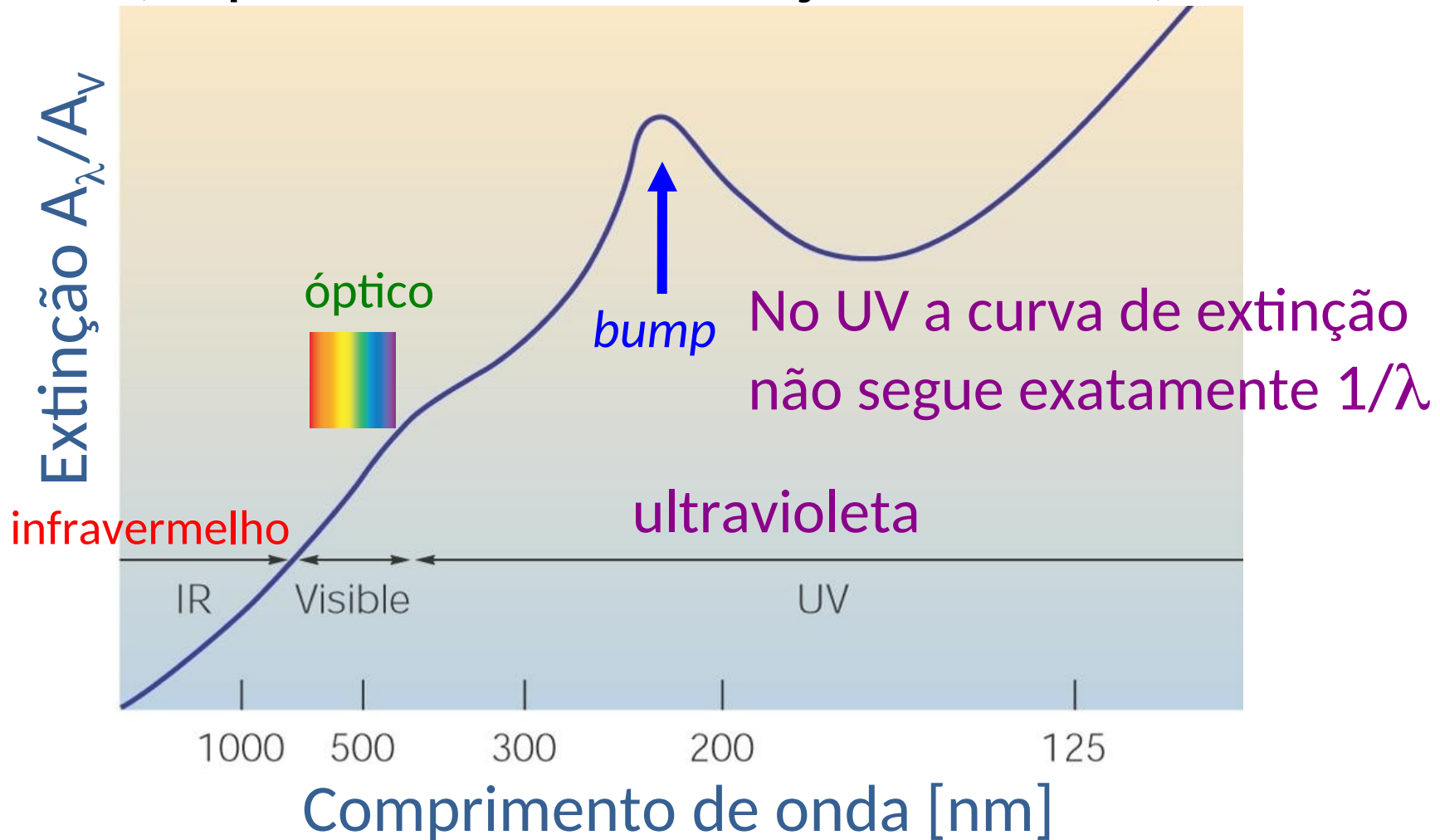
$$N_d = \frac{\tau_{550}}{\sigma_{550}} \simeq 5 \times 10^{12} \text{ m}^{-2}$$

Como:  $N_d = \int_0^s n(s') ds' = \bar{n} \times 0.8 \text{ kpc}$

$$\bar{n} = \frac{N_d}{0.8 \text{ kpc}} = 2 \times 10^{-7} \text{ m}^{-3}$$

Essa densidade é típica do plano da Via Láctea

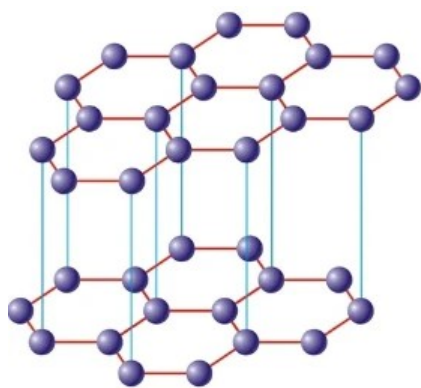
# Curva de extinção interestelar (dependência da extinção com $1/\lambda$ )



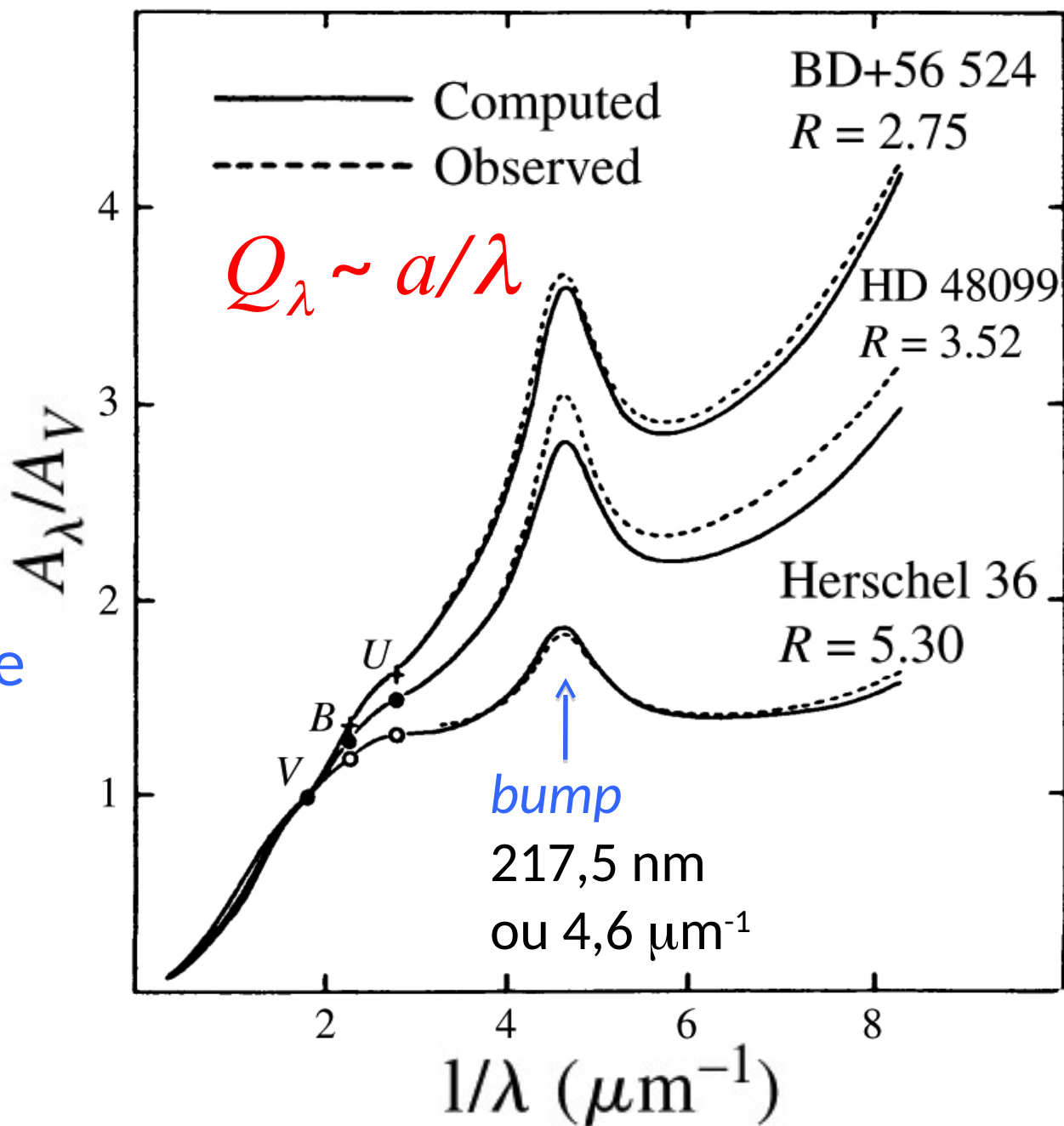
No visível e infravermelho, bom acordo com teoria de Mie,  $1/\lambda$

Qual a composição dos grãos de poeira do meio interestelar?

*Bump*: talvez devido ao grafite



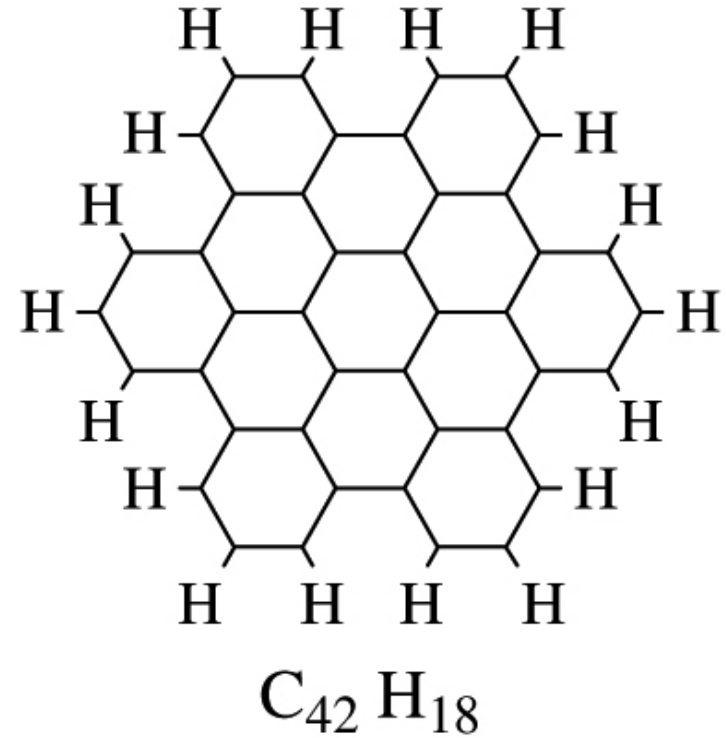
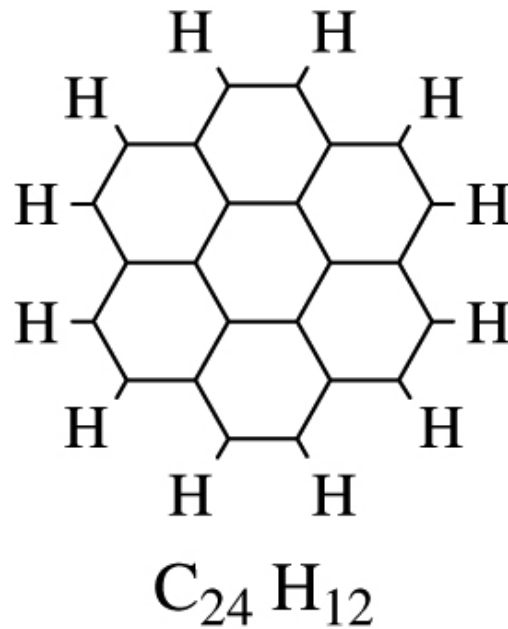
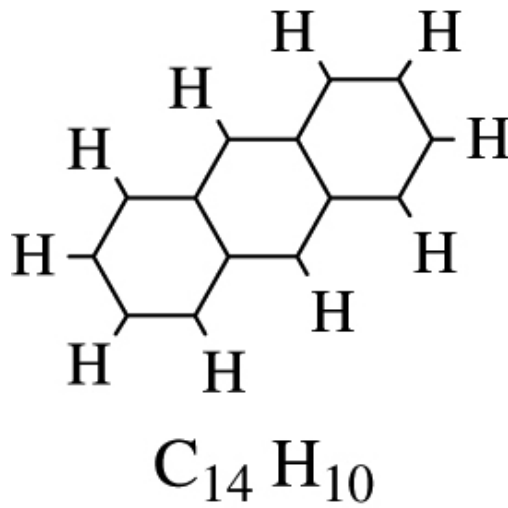
graphite



**FIGURE 12.3** Interstellar extinction curves along the lines of sight to three stars. The dashed lines represent the observational data, and the solid lines are theoretical fits.

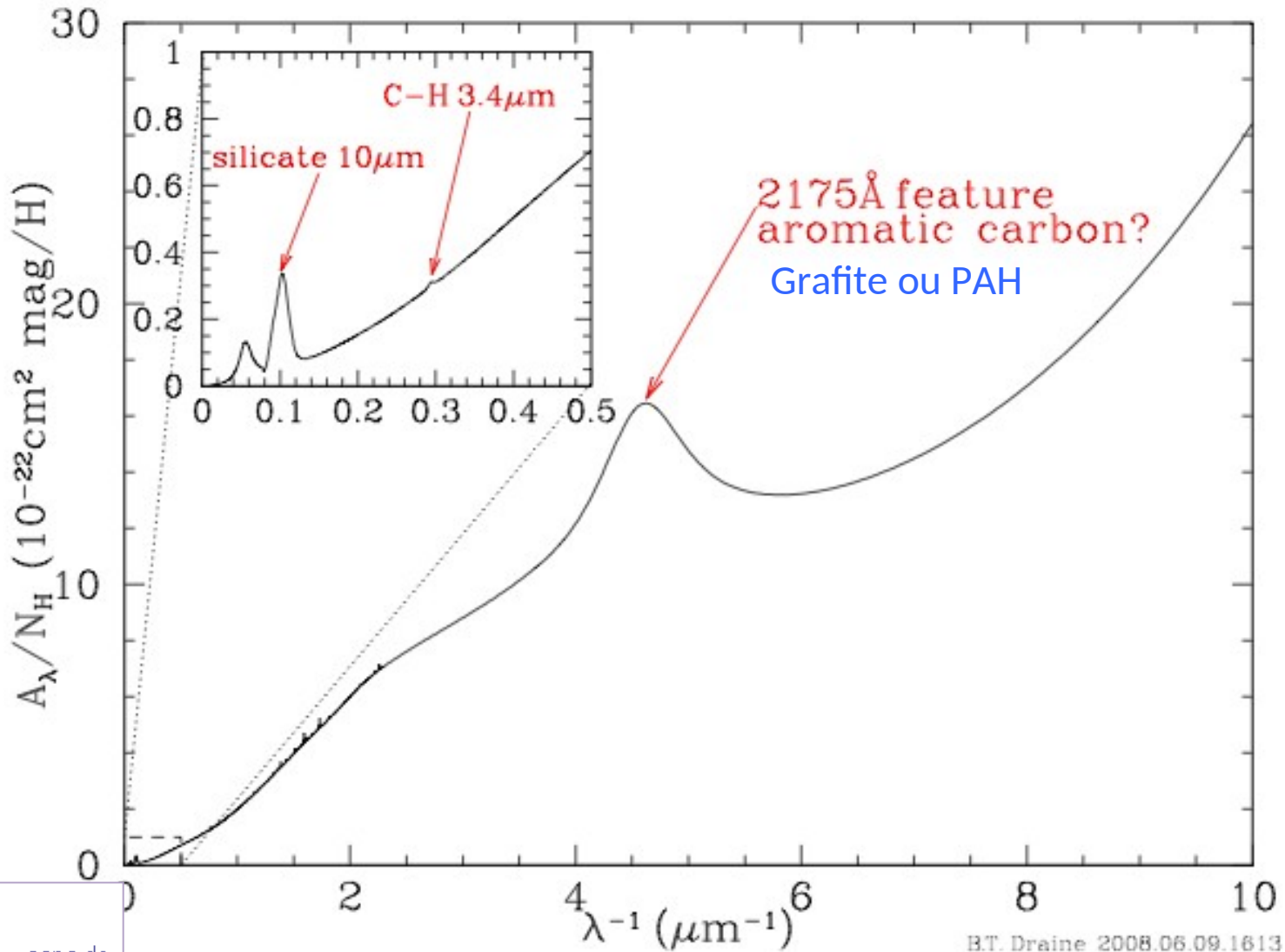


Outra  
possibilidade é  
que o *bump*  
seja devido a  
PAHs  
(Polycyclic  
aromatic  
hydrocarbons)

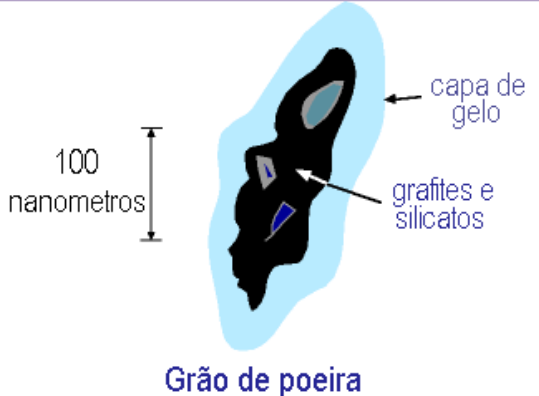


**FIGURE 12.4** The structures of several polycyclic aromatic hydrocarbons:  $C_{14}H_{10}$  (anthracene),  $C_{24}H_{12}$  (coronene),  $C_{42}H_{18}$  (hexabenzocoronene). The hexagonal structures are shorthand for indicating the presence of a carbon atom at each corner of the hexagon.

No infravermelho médio, temos uma banda em  $9,7\mu\text{m}$  que pode ser devida a silicatos



B.T. Draine 2008.06.09.1613



# Possível composição de grãos de poeira do meio interestelar

A&A 462, 667–676 (2007)

DOI: 10.1051/0004-6361:20065436

© ESO 2007

**Astronomy  
&  
Astrophysics**

## The shape and composition of interstellar silicate grains

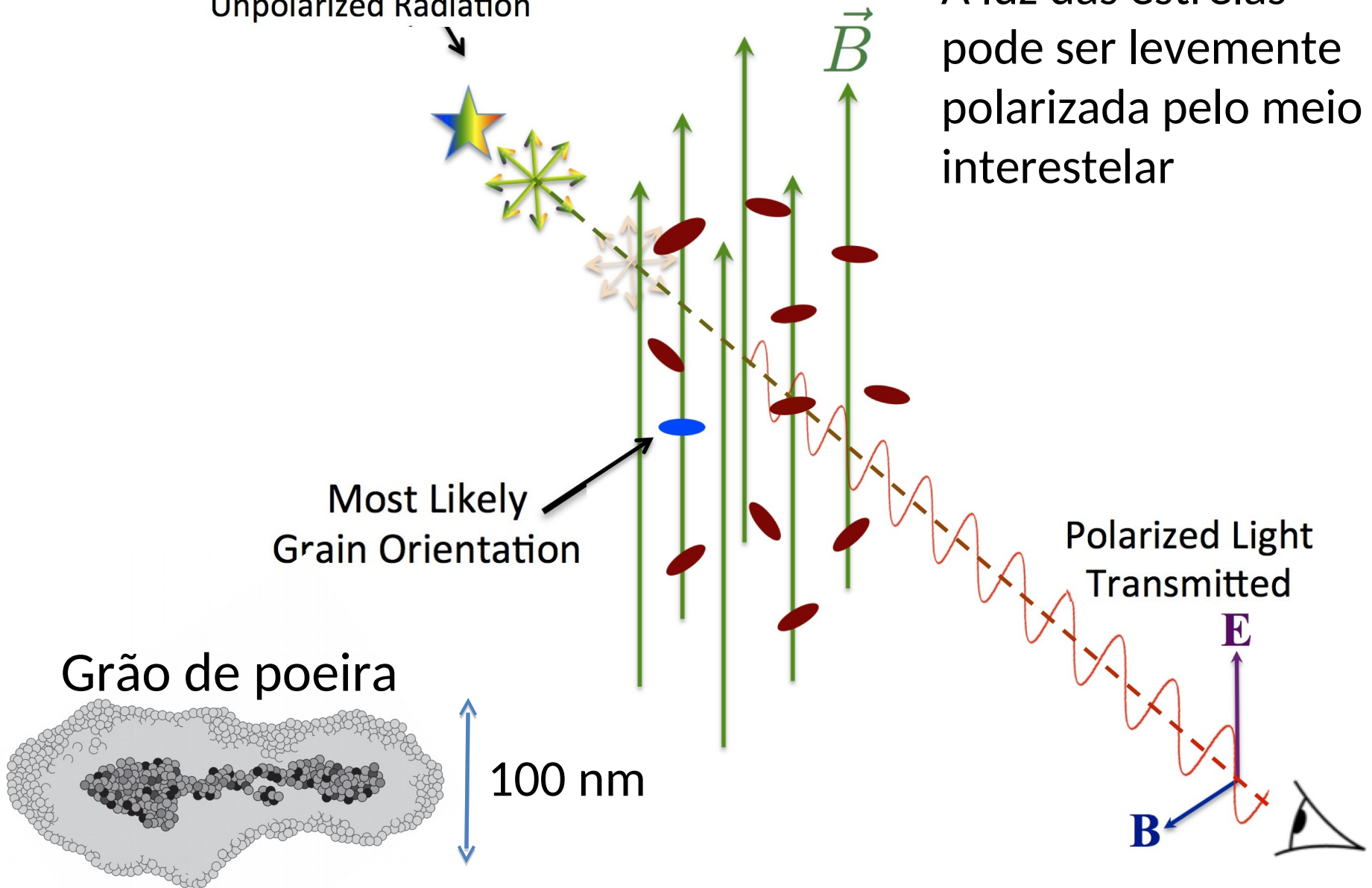
M. Min<sup>1</sup>, L. B. F. M. Waters<sup>1,2</sup>, A. de Koter<sup>1</sup>, J. W. Hovenier<sup>1</sup>, L. P. Keller<sup>3</sup>, and F. Markwick-Kemper<sup>4</sup>

Name	Composition	Lattice structure
Olivine ( $x = 0.5$ )	$\text{MgFeSiO}_4$	Amorphous
Pyroxene ( $x = 0.5$ )	$\text{MgFeSi}_2\text{O}_6$	Amorphous
Olivine ( $x = 1$ )	$\text{Mg}_2\text{SiO}_4$	Amorphous
Pyroxene ( $x = 1$ )	$\text{MgSiO}_3$	Amorphous
Na/Al pyroxene	$\text{NaAlSi}_2\text{O}_6$	Amorphous
Silica	$\text{SiO}_2$	Amorphous
Forsterite	$\text{Mg}_2\text{SiO}_4$	Crystalline
Enstatite	$\text{MgSiO}_3$	Crystalline
Silicon carbide	$\text{SiC}$	Crystalline

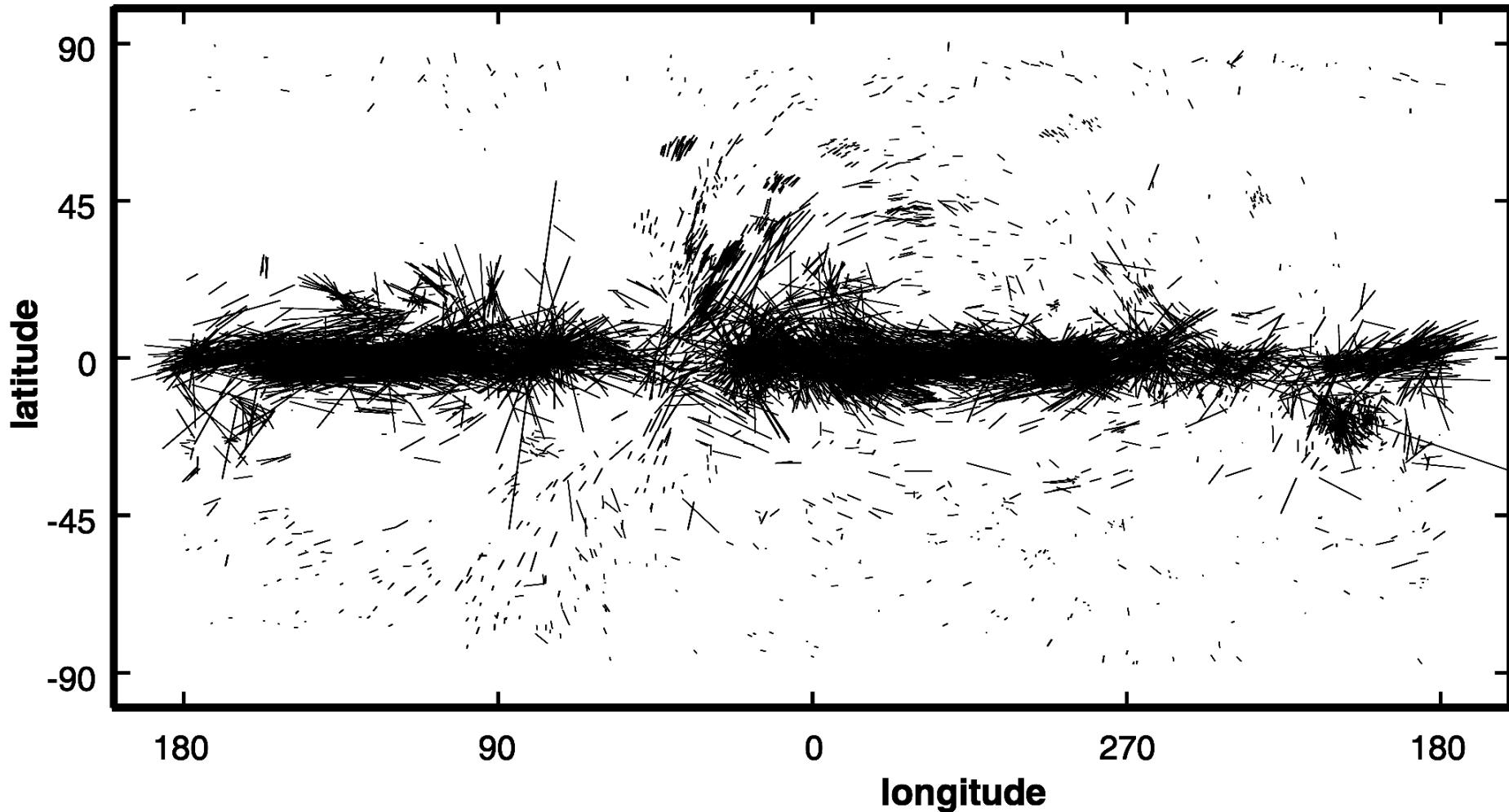
$$x = \text{Mg}/(\text{Fe} + \text{Mg})$$

Background Star Emits  
Unpolarized Radiation

A luz das estrelas  
pode ser levemente  
polarizada pelo meio  
interestelar

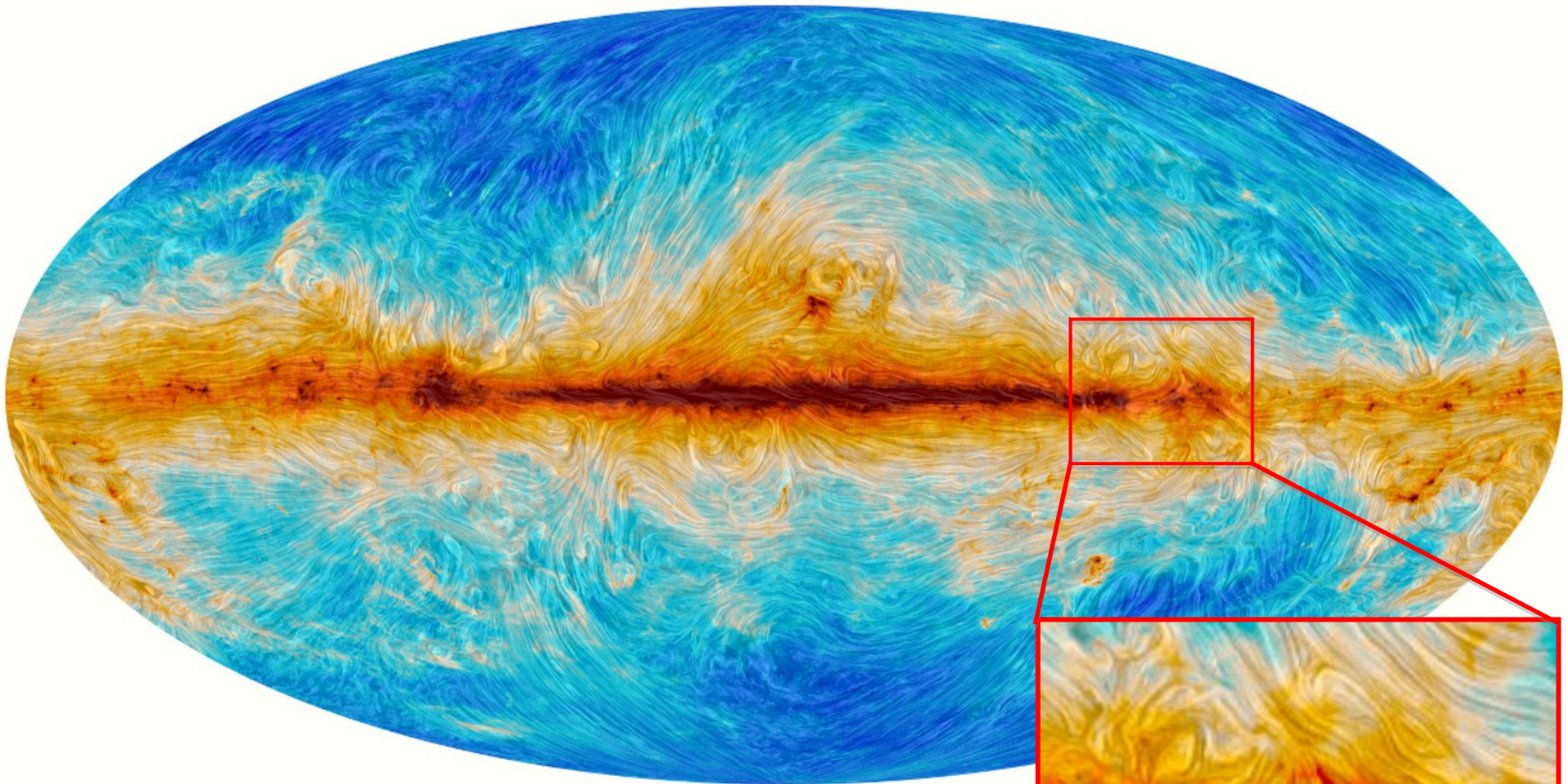


# O campo magnético da Via Láctea



Polarization measurements over the full sky shows that the orientation of the polarization follows the Galactic plane and therefore map out the large scale magnetic field. Note that the structures at high Galactic latitude mostly are a projection effect and trace near-by ISM objects such as “Loop 1” (see e.g. Berdyugin et al. 2014). (Figure courtesy of Prof. T.J. Jones.)

# O campo magnético da nossa galáxia pelo satélite Planck



The magnetic field of our Milky Way galaxy as seen by the Planck satellite. Darker regions correspond to stronger polarized emission, and the striations indicate the direction of the magnetic field projected on the plane of the sky. © ESA & Planck Collaboration



*Via Láctea no óptico*

A poeira (regiões escuras no disco da Galáxia) representa apenas ~1% do meio interestelar

A componente mais abundante do meio interestelar é o gás (principalmente hidrogênio)

# Composição química do gás ISM ~ Sol

Gás do meio interestelar (ISM) em massa:  
~70% de H (ionizado, atômico e molecular)  
~28% de He  
← ~ 2% de elementos mais pesados

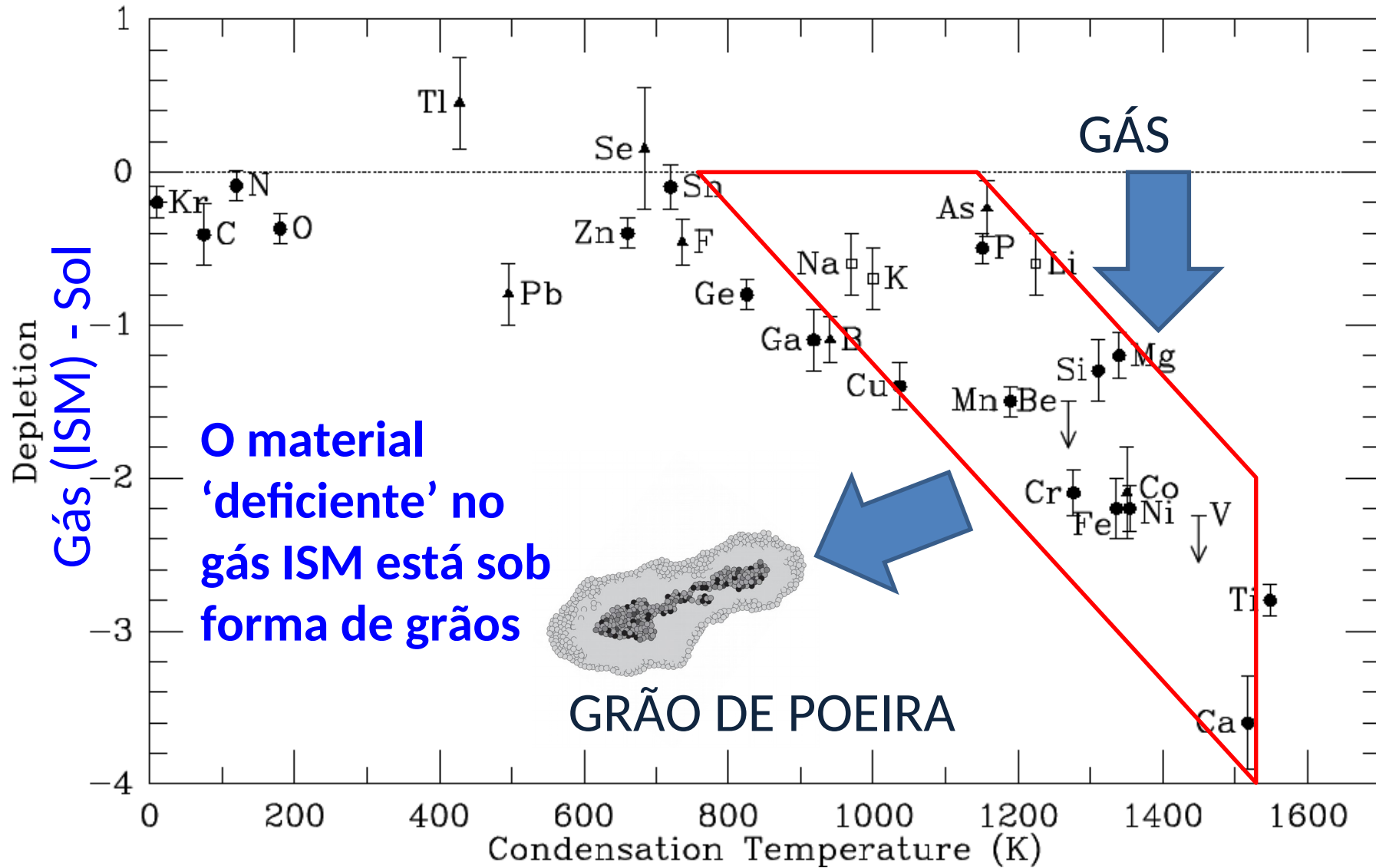


1 H																		2 He
3 Li	4 Be										5 B	6 C	7 N	8 O	9 F	10 Ne		
11 Na	12 Mg										13 Al	14 Si	15 P	16 S	17 Cl	18 Ar		
19 K	20 Ca	21 Sc	22 Ti	23 V	24 Cr	25 Mn	26 Fe	27 Co	28 Ni	29 Cu	30 Zn	31 Ga	32 Ge	33 As	34 Se	35 Br	36 Kr	
37 Rb	38 Sr	39 Y	40 Zr	41 Nb	42 Mo	43 Tc	44 Ru	45 Rh	46 Pd	47 Ag	48 Cd	49 In	50 Sn	51 Sb	52 Te	53 I	54 Xe	
55 Cs	56 Ba	71 Lu	72 Hf	73 Ta	74 W	75 Re	76 Os	77 Ir	78 Pt	79 Au	80 Hg	81 Tl	82 Pb	83 Bi	84 Po	85 At	86 Rn	
87 Fr	88 Ra	103 Lr	104 Ku	105 Ha	106 Sg	107 Bh	108 Hs	109 Mt	110 Ds	111 Rg	112 Uub	113 Uut	114 Uuq	115 Uup	116 Uuh	117 Uus	118 Uuo	

Alguns elementos (e.g. C, O, Si, Mg, Fe) são menos abundantes no ISM do que no Sol



# Abundâncias químicas no gás (meio interestelar) - Sol



# Hidrogênio: a componente principal do gás do meio interestelar

H é o elemento mais abundante: 70% por massa. He ~28%, metais ~2%

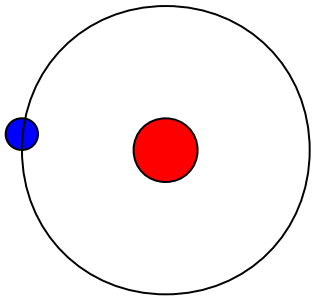
As regiões são classificadas de acordo ao estado do H

- H<sub>2</sub>: moleculares (10 - 20 K)
- H I: atômica (neutra), nuvens frias (30 - 100 K)
- H I: atômica (neutra), nuvens mornas (5000 K)
- H II: nuvens mornas, H ionizado (10 000 K)

# Percentagens aproximadas do H neutro (H I), H ionizado (H II), e H molecular (H<sub>2</sub>)

H I

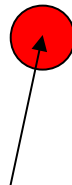
~40% nuvens frias  
~30% nuvens mornas



H neutro tem o e-  
orbitando o p+.

Quase todo o H I  
em estado base  
→ sem linhas ☹️

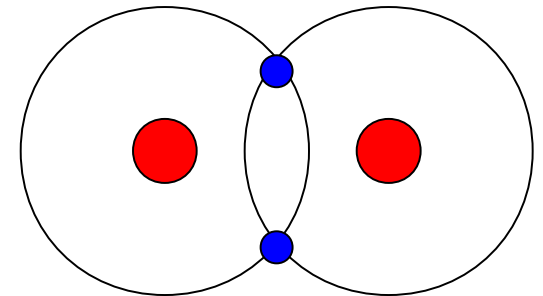
H<sup>+</sup> = H II:  
~10% nuvens  
mornas



H ionizado é  
quando o átomo  
de H perde o e-

H<sub>2</sub> ~20%

nuvens  
moleculares

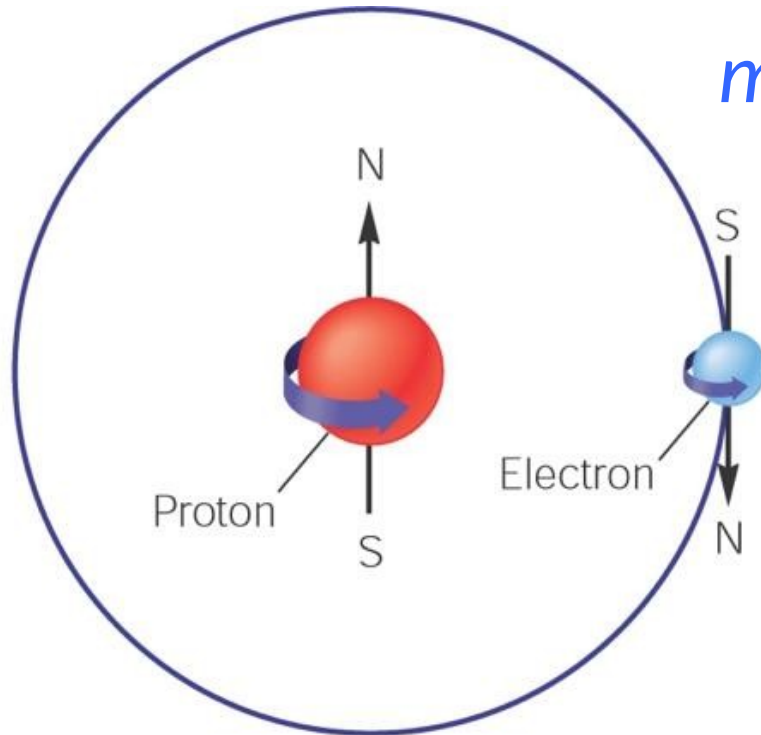


H molecular: 2 átomos  
neutros partilham seus e-  
para formar molécula H<sub>2</sub>

# Hidrogênio neutro (H I) é difícil de ser observado

Radiação em 21 cm (ondas de rádio, 1420 MHz)

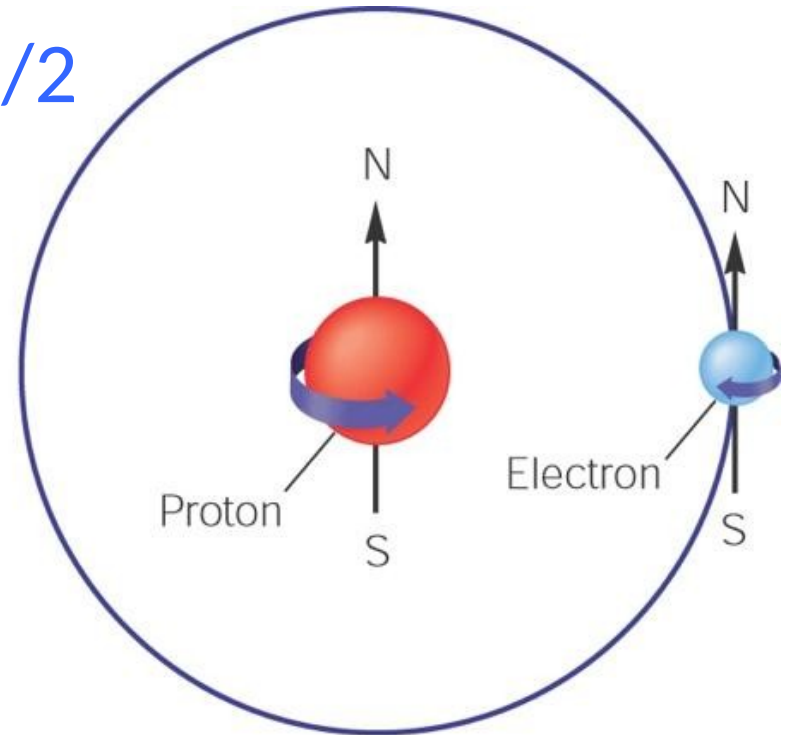
$$m_s = \pm 1/2$$



Same spins  
Magnetic fields reversed

**Estado base**

(mais baixa energia)

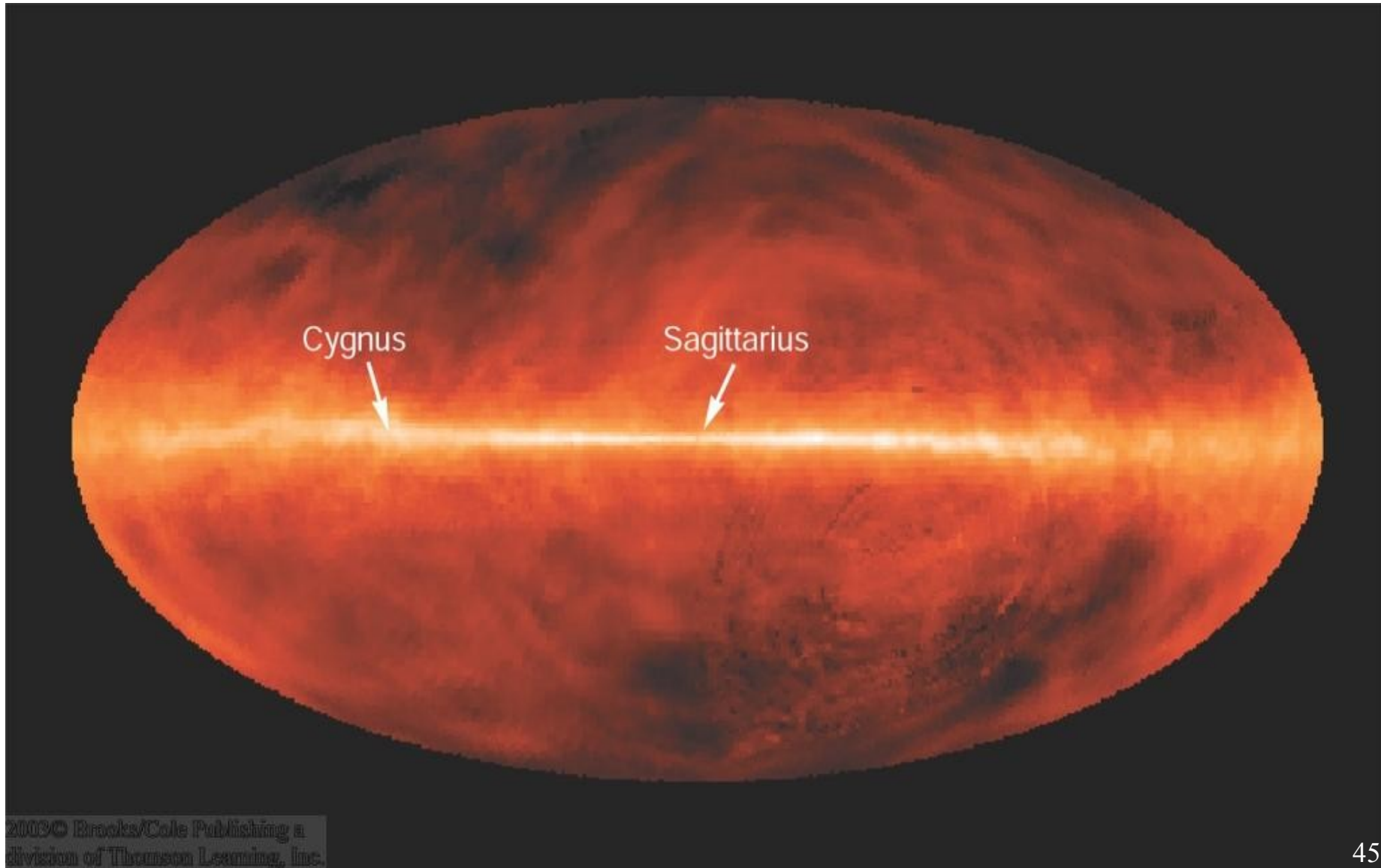


Opposite spins  
Magnetic fields the same

**Excitado**

(maior energia)

Radiação em 21cm predita: 1944, detectada: 1951  
Mapa do céu em 21 cm



# Nuvens interestelares difusas

- H neutro
- Temperatura 30 – 100 K
- Massas 1 – 100  $M_{\text{Sol}}$
- Densidades numéricas  $1 \times 10^8 \text{ m}^{-3}$  –  $8 \times 10^8 \text{ m}^{-3}$
- Se  $A_V < 1 \text{ mag}$   $\rightarrow$  Densidade de coluna de hidrogênio neutro  $N_{\text{H}}$  é proporcional a  $N_{\text{d}}$  (d: *dust*, poeira)

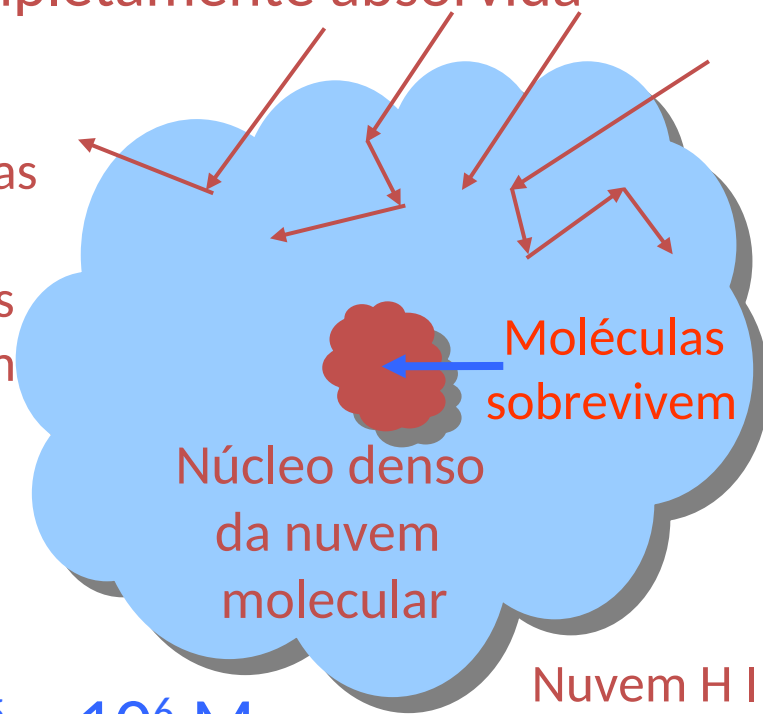
Isso sugere que o gás e a poeira estão distribuídos juntos no ISM

- Poeira e  $N_{\text{H}}$  alto  $\rightarrow$  podem proteger regiões com  $\text{H}_2$

# Nuvens Moleculares

Moléculas são facilmente destruídas (dissociadas) por fótons UV de estrelas quentes. Energia dissociação  $H_2=4,5$  eV  
- NM só podem sobreviver em nuvens densas, nuvens de poeira e gás HI, onde a radiação UV é completamente absorvida

Emissão UV de estrelas  
cercanas destrói as  
moléculas nas partes  
exteriores da nuvem



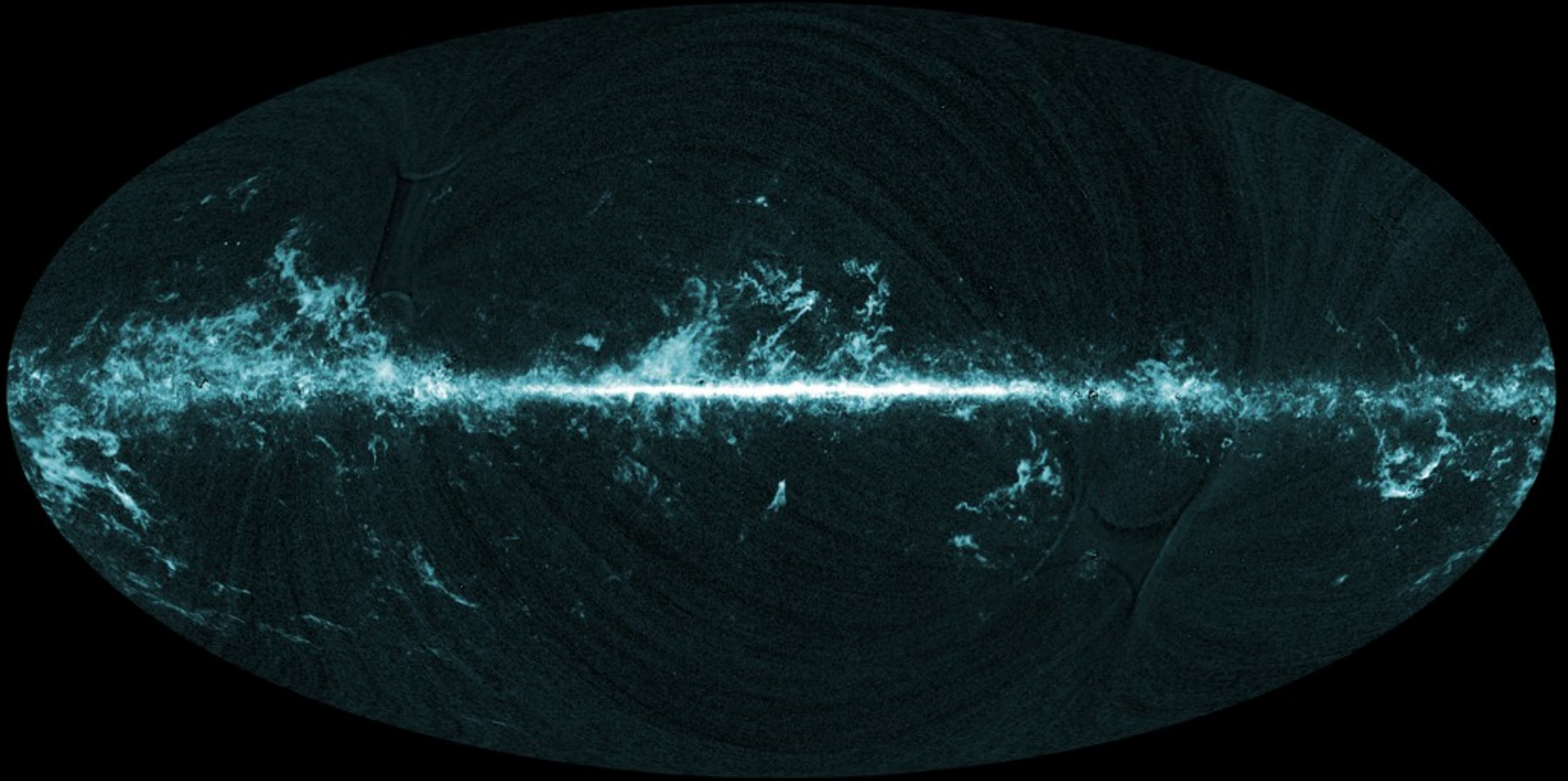
Diâmetro  $\approx 15 - 50$  pc

Temperatura  $\approx 15$  K

Massa total  $\approx 10^2 - 10^6 M_{\text{Sol}}$

Giant molecular clouds:  $\sim 10^5 - 10^6 M_{\text{Sol}}$

# CO (indicador de H<sub>2</sub>) em nossa galáxia

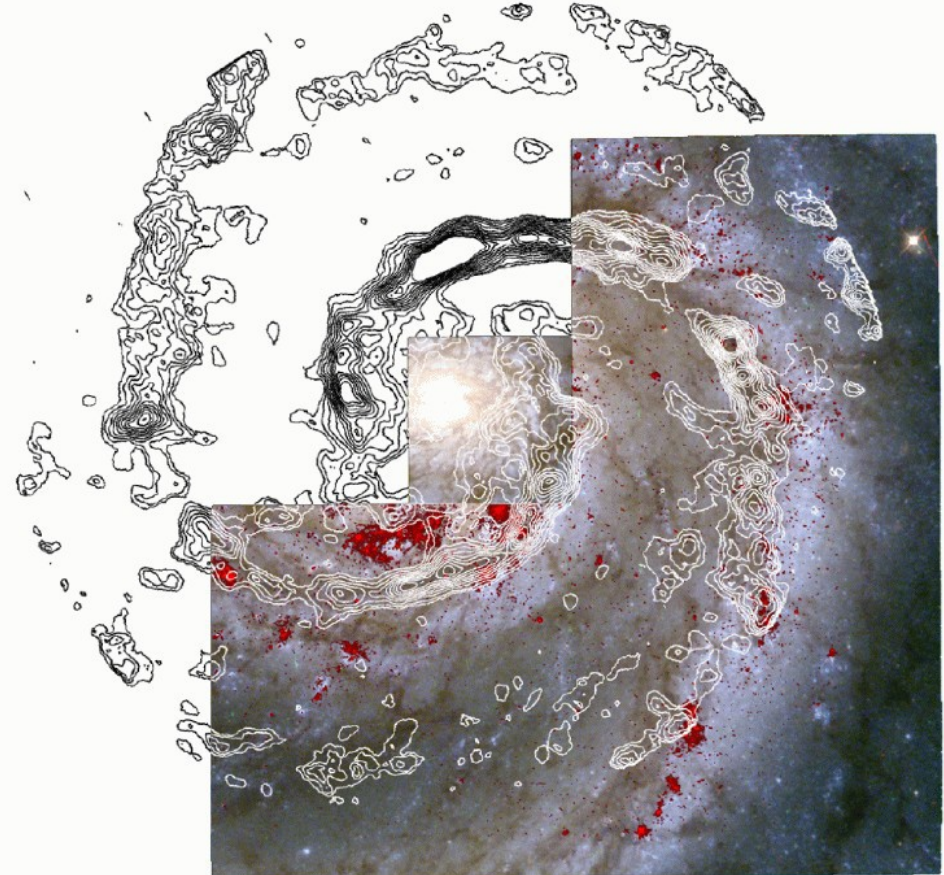


This all-sky image shows the distribution of carbon monoxide (CO), a molecule used by astronomers to trace molecular clouds across the sky, as seen by Planck.

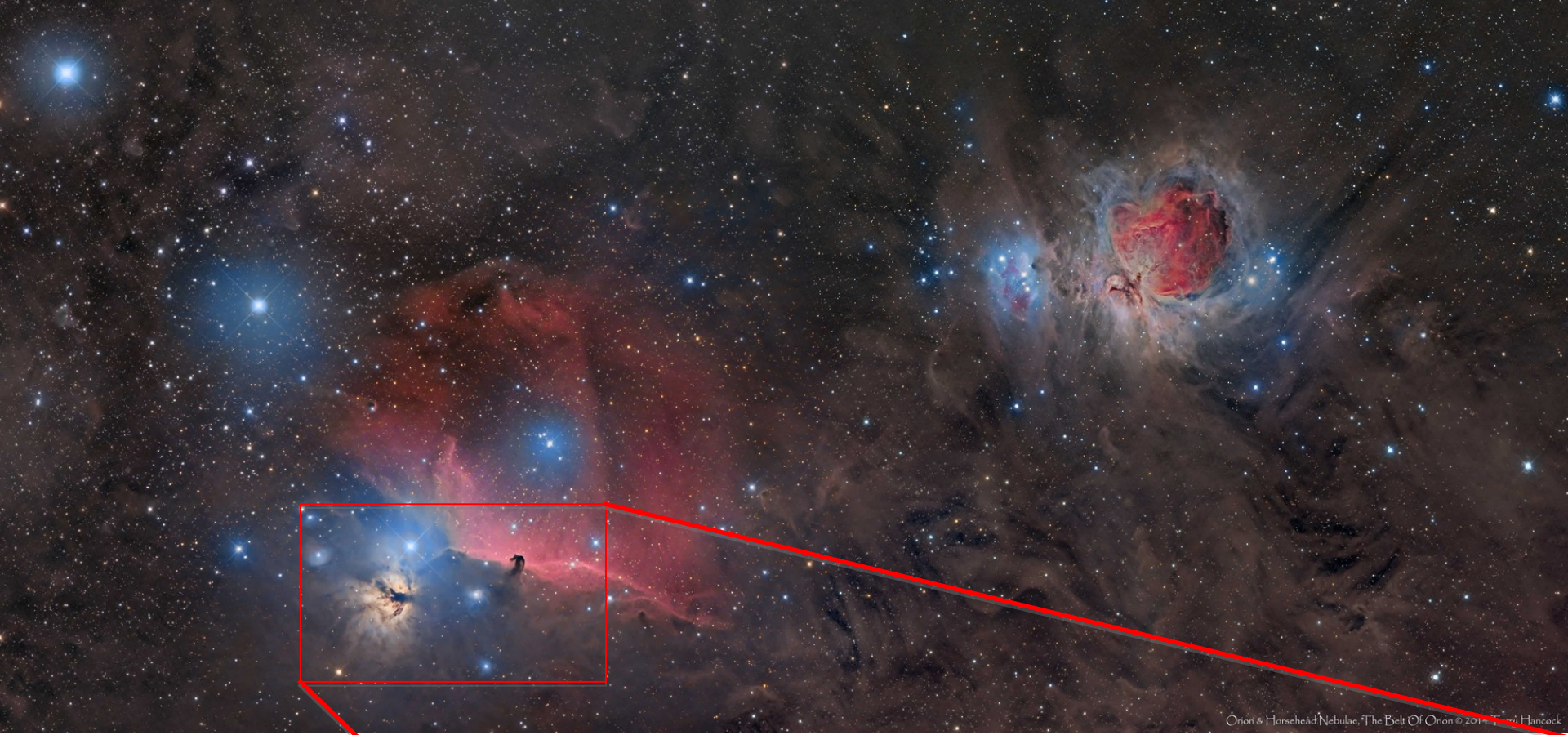


$H_2$  é difícil de ser detectado, mas onde tem CO tem  $H_2$ , então CO é usado como 'proxy'

Nuvens moleculares são importantes como berçários de estrelas



M51 galaxy: CO contours overlaid on Pa emission + optical



Orion & Horsehead Nebulae, The Belt Of Orion © 2014 Terry Hancock

# Orion giant molecular cloud

© Terry Hancock  
<https://www.flickr.com/photos/terryhancock/13062852053/in/album-72157650412048611/>



# Estrutura de nuvens moleculares gigantes

- Complexos de nuvens escuras:  $\sim 10^4 M_{\text{Sol}}$ ,  $A_V \sim 5$ ,  $n \sim 5 \times 10^8 \text{ m}^{-3}$ , diâmetros  $\sim 10 \text{ pc}$ ,  $T \sim 10 \text{ K}$ .
- Individual *clumps*:  $\sim 30 M_{\text{Sol}}$ ,  $A_V \sim 10$ ,  $n \sim 10^9 \text{ m}^{-3}$ , diâmetros  $\sim 2 \text{ pc}$ ,  $T \sim 10 \text{ K}$ .
- *Dense cores*:  $\sim 10 M_{\text{Sol}}$ ,  $A_V > 10$ ,  $n \sim 10^{10} \text{ m}^{-3}$ , diâmetros  $\sim 0,1 \text{ pc}$ ,  $T \sim 10 \text{ K}$ .
- *Hot cores*:  $\sim 10 - 3000 M_{\text{Sol}}$ ,  $A_V \sim 50$ ,  $n \sim 10^{13} - 10^{15} \text{ m}^{-3}$ , diâmetros  $\sim 0,05 - 0,1 \text{ pc}$ ,  $T \sim 100 - 300 \text{ K}$ . De acordo a observações do Spitzer e ISO, *hot cores* têm estrelas O e B dentro deles, sugerindo formação estelar recente

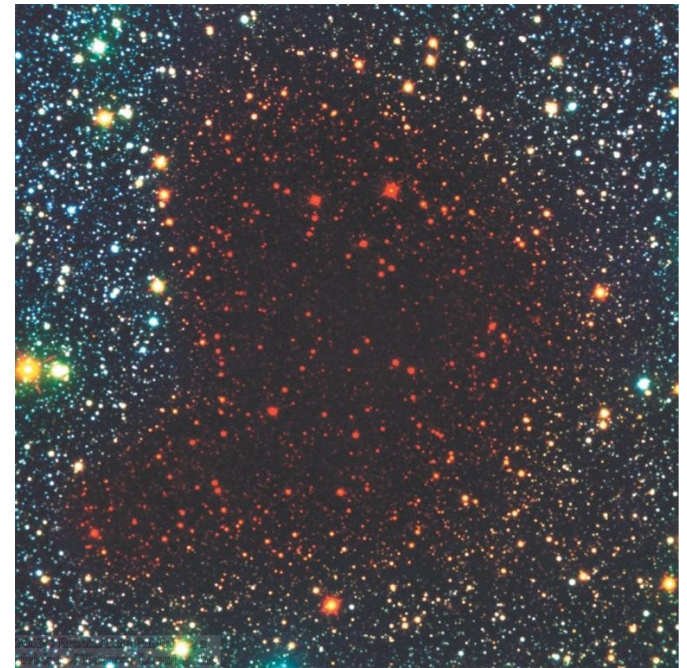
# Glóbulos de Bok

$M \sim 1 - 1000 M_{\text{Sol}}$ ,  $A_V \sim 10$ ,  $n > 10^{10} \text{ m}^{-3}$ , diâmetros  $< 1 \text{ pc}$ ,  $T \sim 10 \text{ K}$ . Infravermelho: a maioria têm estrelas  $\rightarrow$  formação recente.

Fora de nuvens moleculares gigantes; talvez suas NM foram destruídas por radiação de estrelas massivas

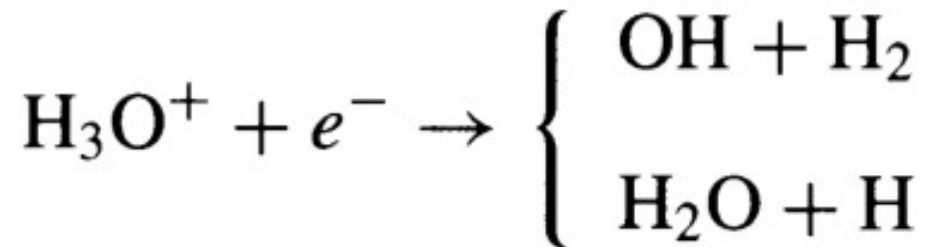
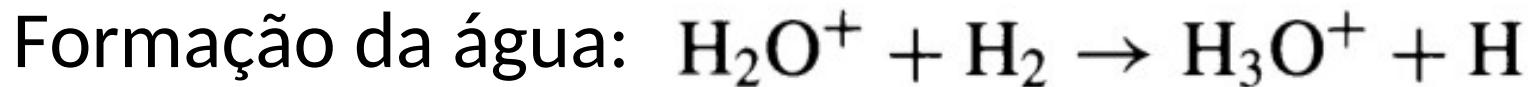
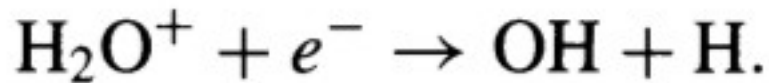
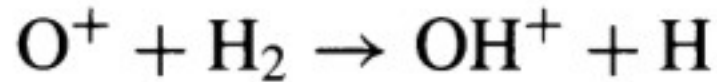
Óptico

Infravermelho



Glóbulo de Bok  
B68 (Barnard 68)

# Química interestelar



# Known Interstellar and Circumstellar Molecules (July 2000)

Number of Atoms							
2	3	4	5	6	7	8	9
H <sub>2</sub>	H <sub>2</sub> O	NH <sub>3</sub>	SiH <sub>4</sub>	CH <sub>3</sub> OH	CH <sub>3</sub> CHO	CH <sub>3</sub> CO <sub>2</sub> H	CH <sub>3</sub> CH <sub>2</sub> OH
OH	H <sub>2</sub> S	H <sub>3</sub> O <sup>+</sup>	CH <sub>4</sub>	NH <sub>2</sub> CHO	CH <sub>3</sub> NH <sub>2</sub>	HCO <sub>2</sub> CH <sub>3</sub>	(CH <sub>3</sub> ) <sub>2</sub> O
SO	SO <sub>2</sub>	H <sub>2</sub> CO	CHOOH	CH <sub>3</sub> CN	CH <sub>3</sub> CCH	CH <sub>3</sub> C <sub>2</sub> CN	CH <sub>3</sub> CH <sub>2</sub> CN
SO <sup>+</sup>	HN <sub>2</sub> <sup>+</sup>	H <sub>2</sub> CS	HC≡CCN	CH <sub>3</sub> NC	CH <sub>2</sub> CHCN	C <sub>7</sub> H	H(C≡C) <sub>3</sub> CN
SiO	HNO	HNCO	CH <sub>2</sub> NH	CH <sub>3</sub> SH	HC <sub>4</sub> CN	H <sub>2</sub> C <sub>6</sub>	H(C≡C) <sub>2</sub> CH <sub>3</sub>
SiS	SiH <sub>2</sub> ?	HNCS	NH <sub>2</sub> CN	C <sub>5</sub> H	C <sub>6</sub> H		C <sub>8</sub> H
NO	NH <sub>2</sub>	CCCN	H <sub>2</sub> CCO	HC <sub>2</sub> CHO	c-CH <sub>2</sub> OCH <sub>2</sub>		
NS	H <sub>3</sub> <sup>+</sup>	HCO <sub>2</sub> <sup>+</sup>	C <sub>4</sub> H	CH <sub>2</sub> =CH <sub>2</sub>	C <sub>7</sub> <sup>-</sup> ?		10
HCl	NNO	CCCH	c-C <sub>3</sub> H <sub>2</sub>	H <sub>2</sub> CCCC			
NaCl	HCO	c-CCCH	CH <sub>2</sub> CN	HC <sub>3</sub> NH <sup>+</sup>			CH <sub>3</sub> COCH <sub>3</sub>
KCl	HCO <sup>+</sup>	CCCO	C <sub>5</sub>	C <sub>5</sub> N			CH <sub>3</sub> (C≡C) <sub>2</sub> CN?
AlCl	OCS	CCCS	SiC <sub>4</sub>	C <sub>5</sub> S?			
AlF	CCH	HCCH	H <sub>2</sub> CCC				11
PN	HCS <sup>+</sup>	HCNH <sup>+</sup>	HCCNC				
SiN	c-SiCC	HCCN	HNCCC				H(C≡C) <sub>4</sub> CN
NH	CCO	H <sub>2</sub> CN	H <sub>3</sub> CO <sup>+</sup>				
CH	CCS	c-SiC <sub>3</sub>					13
CH <sup>+</sup>	C <sub>3</sub>	CH <sub>3</sub>					
CN	MgNC	CH <sub>2</sub> D <sup>+</sup> ?					H(C≡C) <sub>5</sub> CN
CO	NaCN						
CS	CH <sub>2</sub>						
C <sub>2</sub>	MgCN						
SiC	HOC <sup>+</sup>						
CP	HCN						
CO <sup>+</sup>	HNC						
HF	SiCN						
	KCN?						

Year

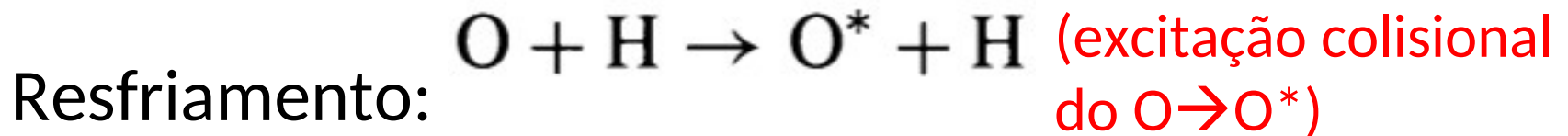
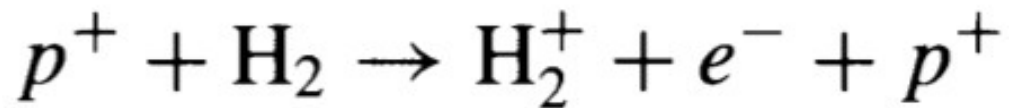
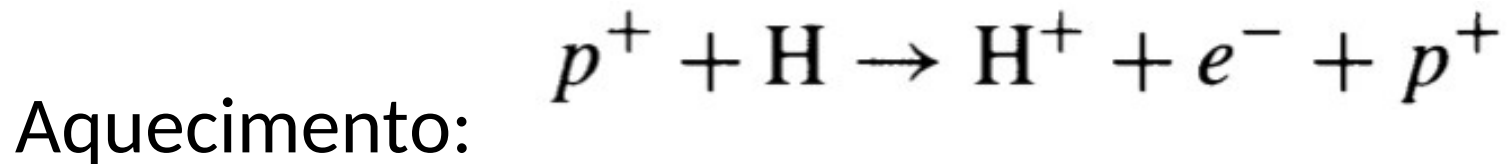
Total no. of Molecules

Total: 123

# Aquecimento e resfriamento do ISM

Aquecimento é devido principalmente a raios cósmicos.

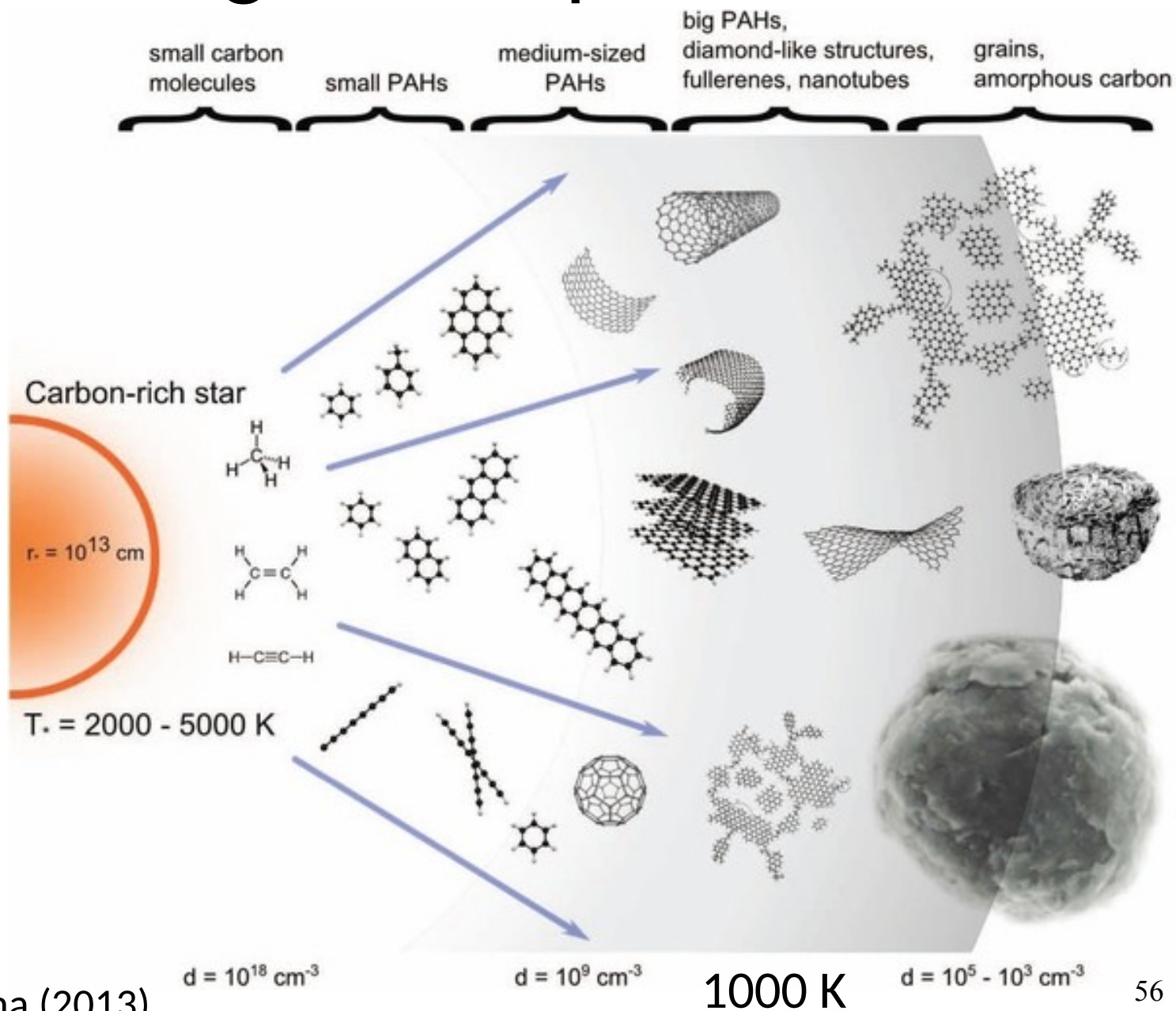
$p^+$  pode ter energias de  $10 - 10^{14}$  MeV ( $10^3 - 10^8$  MeV são mais comuns). Raios cósmicos em SN e *flares* estelares



Também contribuem ao resfriamento  $\text{C}^+ + \text{H}$  e  $\text{CO} + \text{H}_2$

# A fonte dos grãos de poeira do ISM

Parte dos grãos de poeira foi formada provavelmente em estrelas gigantes frias (AGB), porém a maioria dos grãos talvez foi formada no próprio ISM





# 12.2 Formação de estrelas

Nuvens do IMS podem sofrer perturbações e entrar em colapso se estiverem em equilíbrio precário.

- Perturbações entre as nuvens
- Explosões supernova

Nota: a órbita do Sol na Galáxia não é tão simples como a mostrada



## 12.2 Formação de estrelas

- Critério principal para o colapso é o **Critério de Jeans** (força gravitacional  $>$  força de pressão interna do gás)
- Critério de Bonnor-Ebert: pressão externa do entorno **favorece o colapso** (p.ex. a formação estelar em um *Dense core* é favorecida por pressão da sua Nuvem Molecular gigante)
- Campo magnético ajuda a nuvem a **resistir o colapso**
- Fragmentação da nuvem favorece o colapso de subestruturas pequenas

# Critério de Jeans

Lembrando o Teorema do Virial:  $2K + U = 0$

K: energia cinética interna; U: energia potencial gravitacional

Se  $2K < U \rightarrow$  colapso

Lembrando do Cap. 10, a energia potencial para uma estrela de massa M e raio R:

$$U \sim -\frac{3}{5} \frac{GM_c^2}{R_c}$$

$M_c, R_c$ : massa e raio da nuvem (c: cloud)

Energia cinética:  $K = \frac{3}{2} NkT$

$$K = \frac{3M_c kT}{2\mu m_H}$$

N: número total de partículas

$$N = \frac{M_c}{\mu m_H}$$

$\mu$ : peso molecular médio

$$K = \frac{3M_c kT}{2\mu m_H}$$

$$U \sim -\frac{3}{5} \frac{GM_c^2}{R_c}$$

Se  $2K < U \rightarrow$  colapso:

$$\frac{3M_c kT}{\mu m_H} < \frac{3}{5} \frac{GM_c^2}{R_c}$$

Supondo

densidade inicial

$\rho_0$  constante na

nuvem:

$$R_c = \left( \frac{3M_c}{4\pi\rho_0} \right)^{1/3}$$

Massa de Jeans  $M_J$

**Critério de Jeans  
para o colapso:**

$M_c > M_J$  ou  $R_c > R_J$

$$M_J \simeq \left( \frac{5kT}{G\mu m_H} \right)^{3/2} \left( \frac{3}{4\pi\rho_0} \right)^{1/2}$$

$$R_J \simeq \left( \frac{15kT}{4\pi G\mu m_H \rho_0} \right)^{1/2}$$

Raio de  
Jeans  
 $R_J$

## Critério de Bonnor-Ebert

A massa crítica para o colapso depende também da pressão externa  $P_0$ . A compressão do gás pela pressão externa **favorece o colapso**

$$M_{\text{BE}} = \frac{c_{\text{BE}} v_T^4}{P_0^{1/2} G^{3/2}}$$

Onde:  $v_T \equiv \sqrt{kT / \mu m_H}$

$$c_{\text{BE}} \simeq 1.18$$

## Exemplo 12.2.1

Uma nuvem difusa de H tem  $T = 50 \text{ K}$  e  $n \sim 5 \times 10^8 \text{ m}^{-3}$ .

Supondo nuvem só de H I  $\rightarrow \rho_0 = m_{\text{H}} n_{\text{H}} = 8,4 \times 10^{-19} \text{ kgm}^{-3}$ .

Usando  $\mu = 1$  e

$$M_J \simeq \left( \frac{5kT}{G\mu m_{\text{H}}} \right)^{3/2} \left( \frac{3}{4\pi\rho_0} \right)^{1/2} \rightarrow M_J \sim 1500 M_{\text{Sol}}$$

Nuvens difusas:  $M_c \sim 1 - 10 M_{\text{Sol}}$  ( $M_c < M_J \rightarrow$  sem colapso)

Para *dense core* em nuvem molecular gigante,  $T = 10 \text{ K}$  e  $n_{\text{H}_2} \sim 10^{10} \text{ m}^{-3}$ . Supondo nuvem só de  $\text{H}_2 \rightarrow \rho_0 = 2m_{\text{H}} n_{\text{H}_2} = 3 \times 10^{-17} \text{ kgm}^{-3}$  e  $\mu \sim 2 \rightarrow M_J \sim 8 M_{\text{Sol}}$

Massa do *dense core*  $M_c \sim 10 M_{\text{Sol}}$  ( $M_c > M_J \rightarrow$  colapso)

Massa de **Bonnor-Ebert**:  $M_{\text{BE}} \sim 2 M_{\text{Sol}}$  ( $M_c > M_{\text{BE}} \rightarrow$  colapso)

# Colapso homólogo

Escala de tempo de *free fall* para o colapso da nuvem:

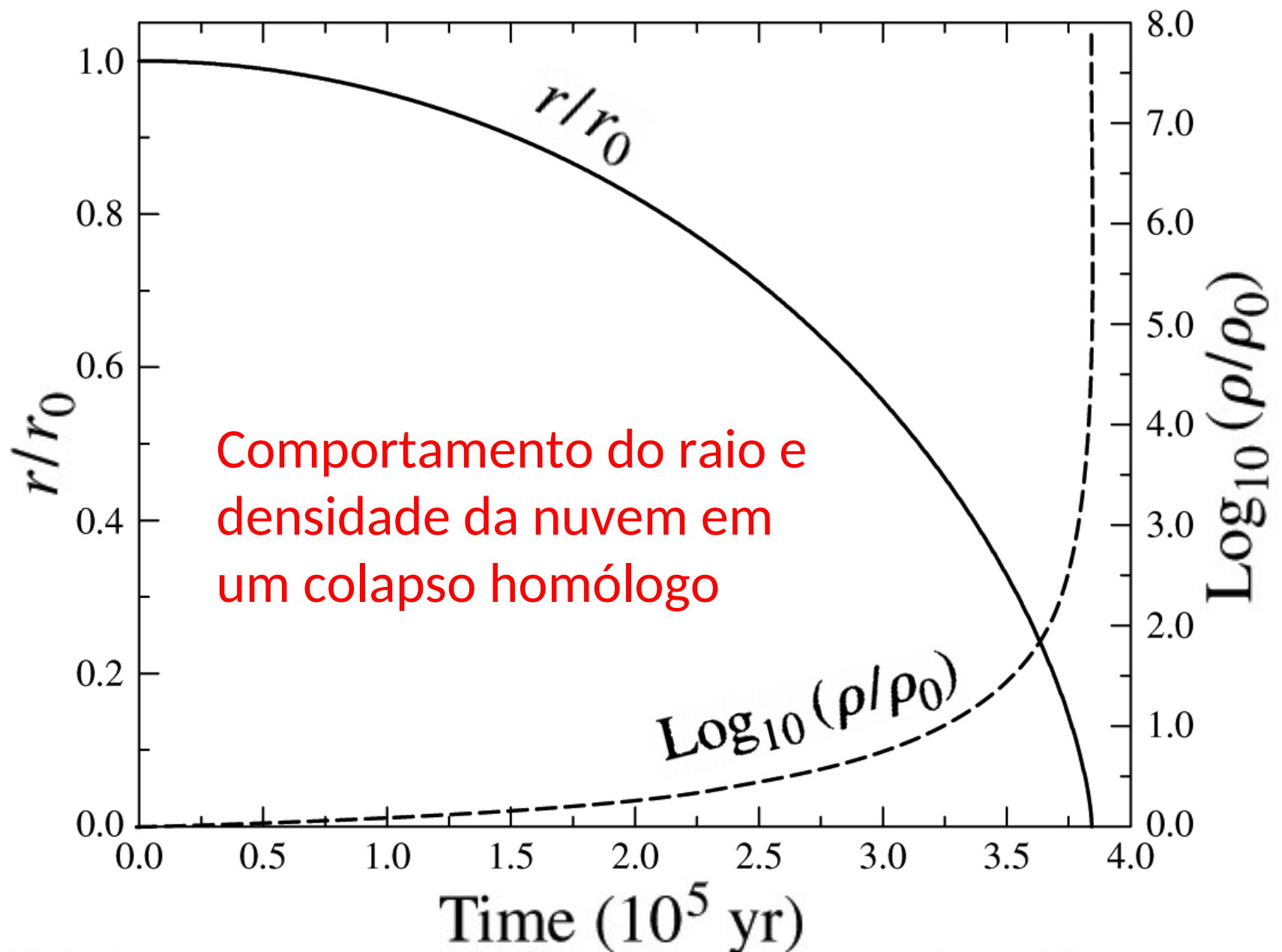
$$t_{\text{ff}} = \left( \frac{3\pi}{32} \frac{1}{G\rho_0} \right)^{1/2}$$

O tempo de *free fall* não depende do raio da nuvem → colapso homólogo (todas as partes da nuvem colapsam no mesmo tempo)

## Exemplo 12.2.2

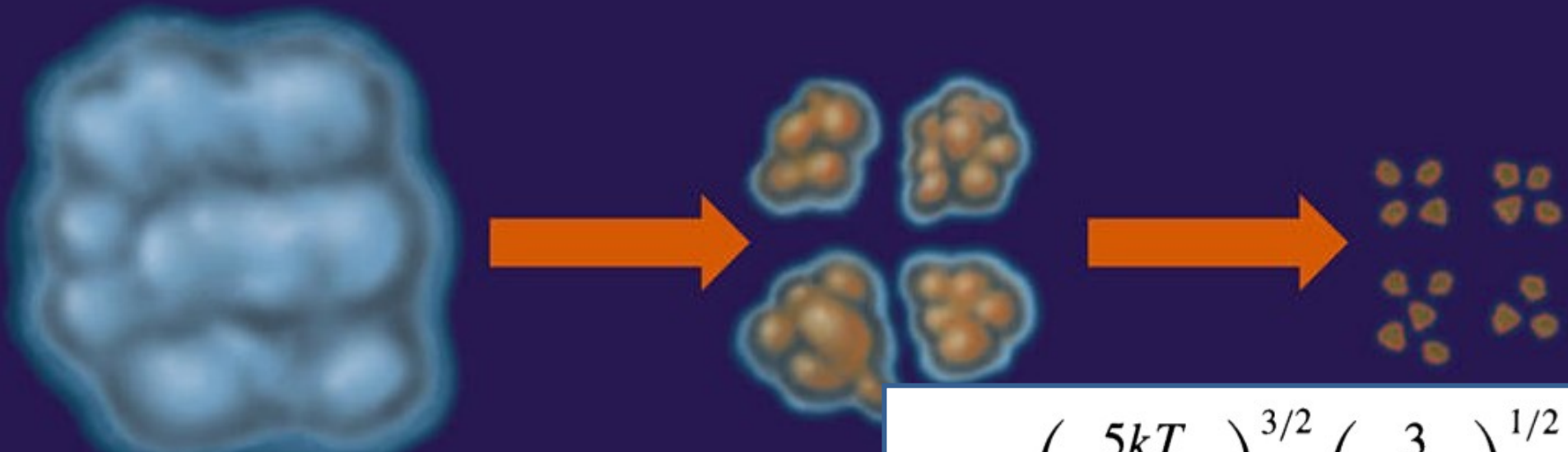
Usando os dados do Exemplo 12.2.1, estimar o tempo de colapso para um “dense core” de uma nuvem molecular.

$$\rho_0 = 3 \times 10^{-17} \text{kgm}^{-3} \rightarrow t_{\text{ff}} = 3,8 \times 10^5 \text{ anos}$$

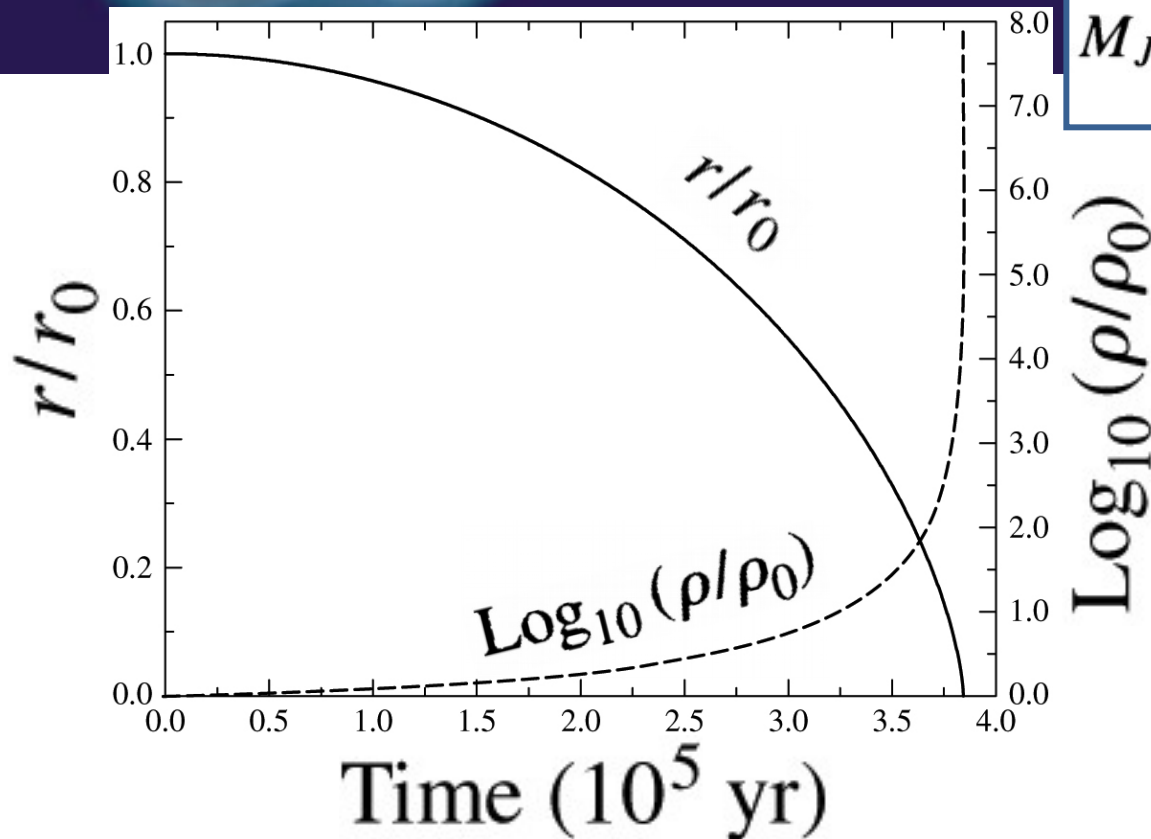


**FIGURE 12.8** The homologous collapse of a molecular cloud, as discussed in Example 12.2.2.  $r/r_0$  is shown as the solid line and  $\text{log}_{10}(\rho/\rho_0)$  is shown as the dashed line. The initial density of the cloud was  $\rho_0 = 3 \times 10^{-17} \text{ kg m}^{-3}$  and the free-fall time is  $3.8 \times 10^5$  yr.





$$M_J \simeq \left( \frac{5kT}{G\mu m_H} \right)^{3/2} \left( \frac{3}{4\pi\rho_0} \right)^{1/2}$$

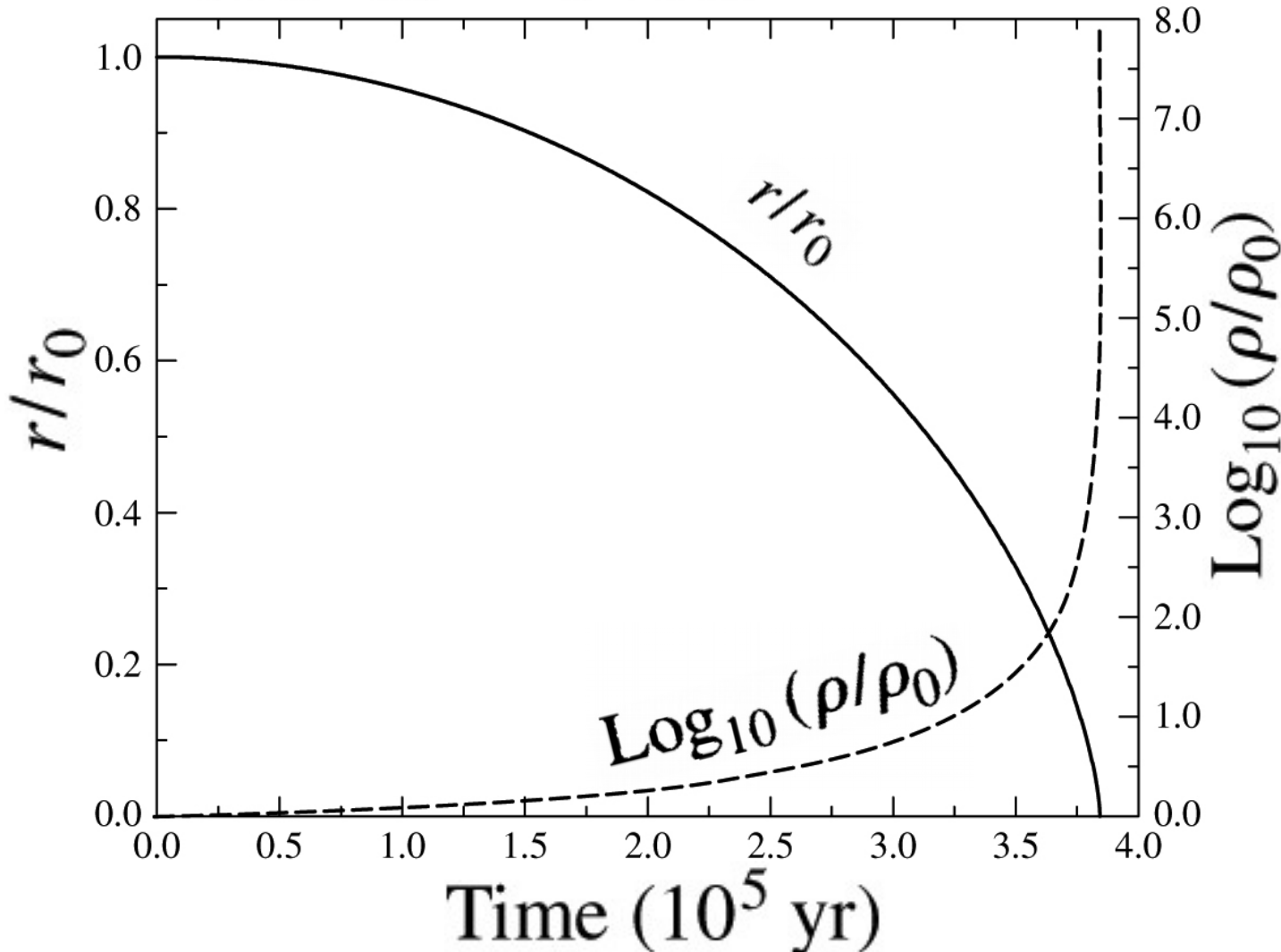


A nuvem não é homogênea e certas regiões podem alcançar  $\rho$  alta o suficiente para atingir o limite de Jeans e colapsar independentemente

# Fragmentação de nuvem em colapso isotérmico

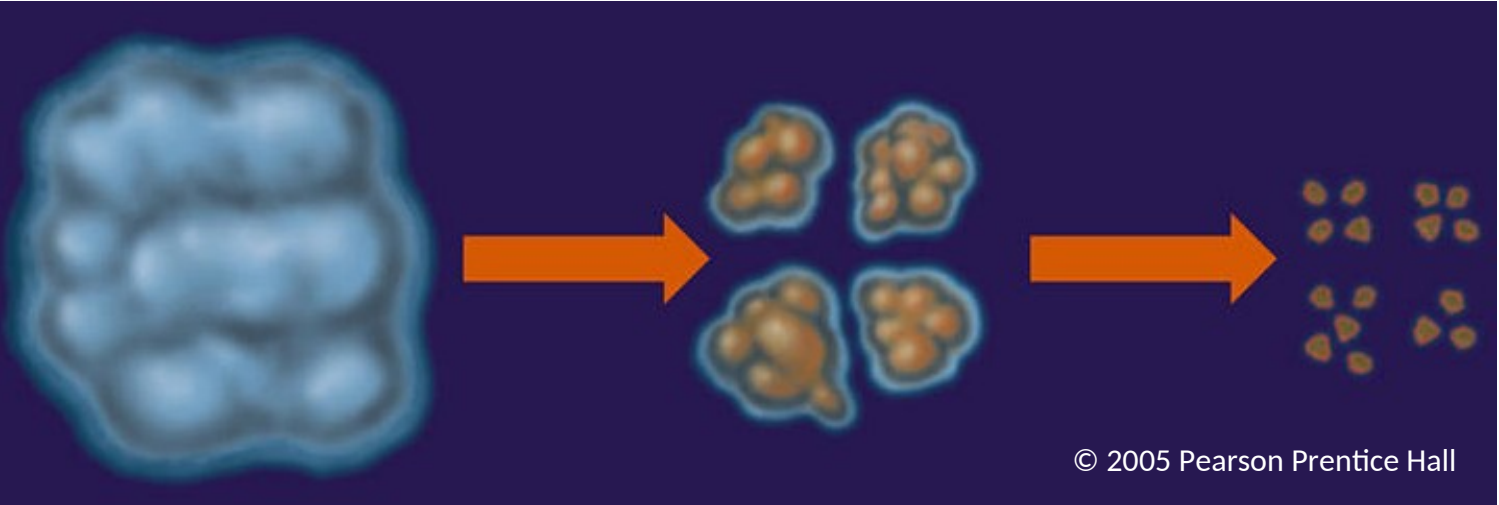
$$M_J \simeq \left( \frac{5kT}{G\mu m_H} \right)^{3/2} \left( \frac{3}{4\pi\rho_0} \right)^{1/2}$$

$T \sim$  constante durante o colapso  
e  $\rho$  aumenta  $\rightarrow M_J$  diminui



Temperatura  
pode ser aprox.  
constante se a  
energia do  
colapso  
gravitacional é  
eficientemente  
radiada fora da  
nuvem

# Como parar a fragmentação da nuvem?



**Colapso isotérmico:**  
energia é radiada fora da nuvem → temos fragmentação devido a aumento em  $\rho$

$$M_J \simeq \left( \frac{5kT}{G\mu m_H} \right)^{3/2} \left( \frac{3}{4\pi\rho_0} \right)^{1/2}$$

Se parte da energia do colapso gravitacional não é radiada fora da nuvem → T aumenta → fim da fragmentação. Ou seja, existe uma massa de Jeans mínima

$$M_{J_{\min}} = 0.03 \left( \frac{T^{1/4}}{e^{1/2}\mu^{9/4}} \right) M_{\odot}$$

# Massa de Jeans mínima

$$M_{J_{\min}} = 0.03 \left( \frac{T^{1/4}}{e^{1/2} \mu^{9/4}} \right) M_{\odot}$$

$e$ : fator de eficiência em relação ao equilíbrio termodinâmico,  $0 < e < 1$ .  
Caso isotérmico:  $e \rightarrow 0$

where  $T$  is expressed in kelvins. If we take  $\mu \sim 1$ ,  $e \sim 0.1$ , and  $T \sim 1000$  K at the time when adiabatic effects may start to become significant,  $M_J \sim 0.5 M_{\odot}$ ; fragmentation ceases when the segments of the original cloud begin to reach the range of solar mass objects. The estimate is relatively insensitive to other reasonable choices for  $T$ ,  $e$ , and  $\mu$ . For instance, if  $e \sim 1$  then  $M_J \sim 0.2 M_{\odot}$ .

$$M_{J_{\min}} \sim 0.2 - 0.5 M_{\text{Sol}}$$

Cálculos mais detalhados:  $M_{J_{\min}} \sim 0.01 M_{\text{Sol}}$

# Efeito do campo magnético

Medidas de campo magnético em nuvens moleculares: 1- 100 nT.

Massa crítica para colapso da nuvem de raio  $R$  na presença de campo magnético  $B$ :

$$M_B \simeq 70 M_{\odot} \left( \frac{B}{1 \text{ nT}} \right) \left( \frac{R}{1 \text{ pc}} \right)^2$$

---

**Example 12.2.3.** For the dense core considered in Examples 12.2.1 and 12.2.2, if the dense core has a magnetic field of 100 nT threading through it, and if it has a radius of 0.1 pc, the magnetic critical mass would be  $M_B \simeq 70 M_{\odot}$ , implying that a dense core of mass  $10 M_{\odot}$  would be stable against collapse. However, if  $B = 1 \text{ nT}$ , then  $M_B \simeq 0.7 M_{\odot}$  and collapse would occur.

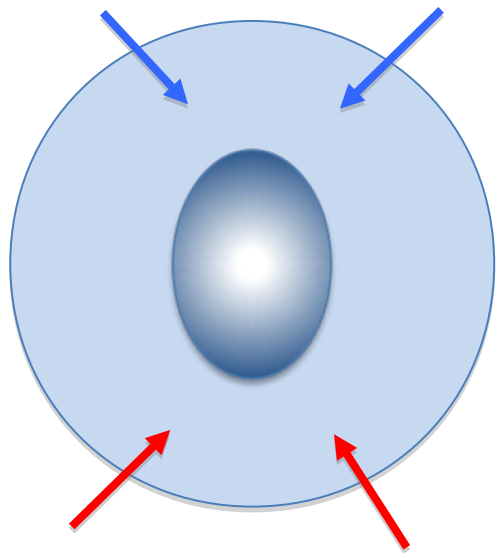
---

Para condições do *dense core* com raio de 0,1pc (exemplos 12.2.1 e 12.2.2):

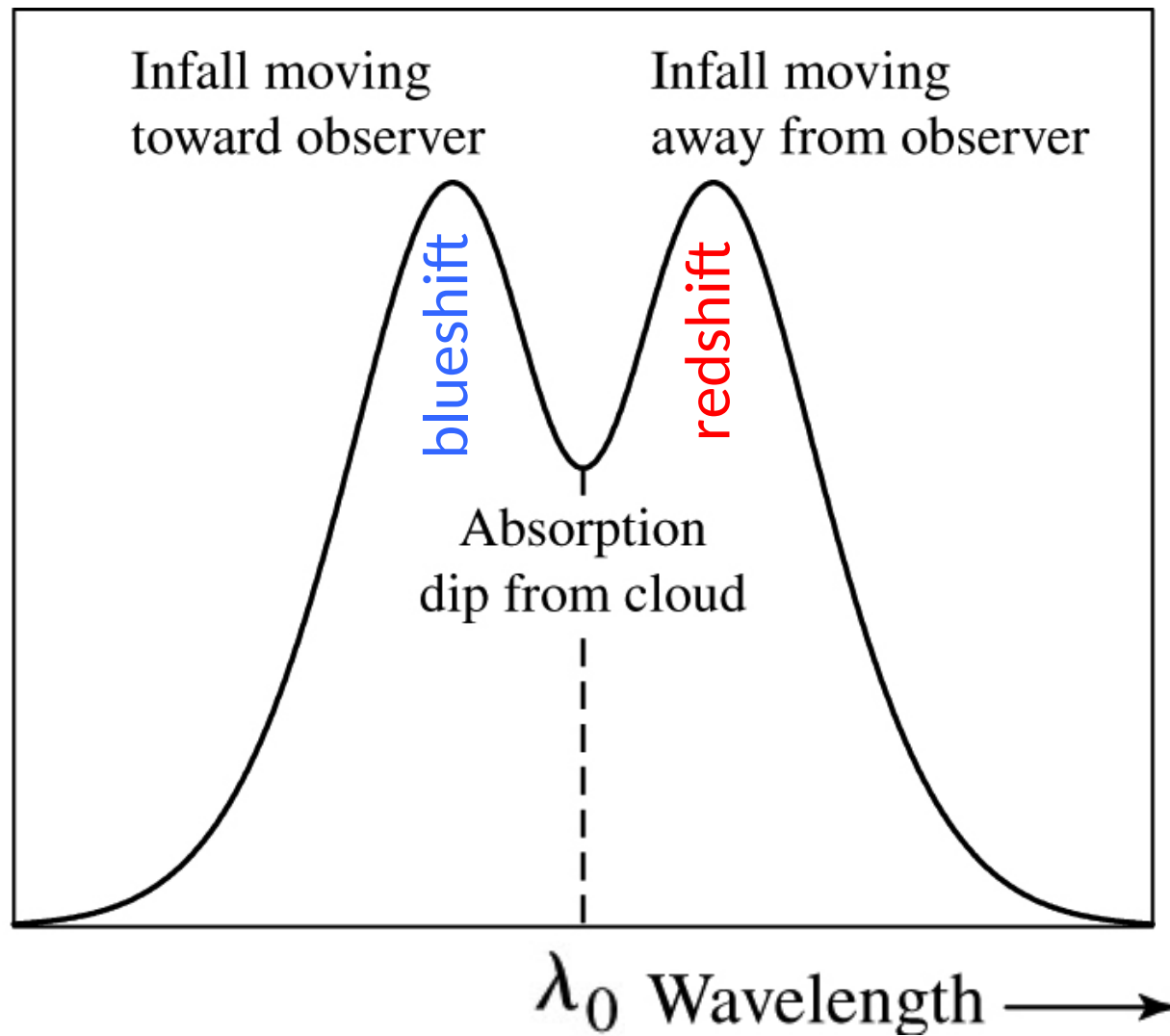
$$M_B \sim 70 M_{\text{Sol}} \text{ para } B = 100 \text{ nT}$$

$$M_B \sim 0,7 M_{\text{Sol}} \text{ para } B = 1 \text{ nT}$$

# Evidência de colapso



Intensity ↑



**FIGURE 12.10** A line profile of a spherical, infalling cloud. The wings are Doppler shifted due to infalling material. The central absorption is produced by intervening material far from the central collapse. The redshifted wing arises from material in front of the central region moving away from the observer, and the blueshifted wing is due to material in the back of the cloud moving toward the observer.