

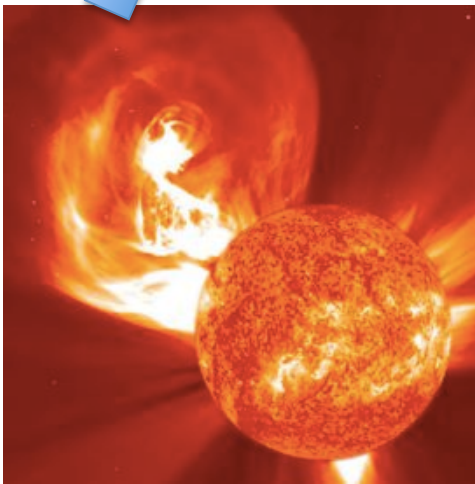
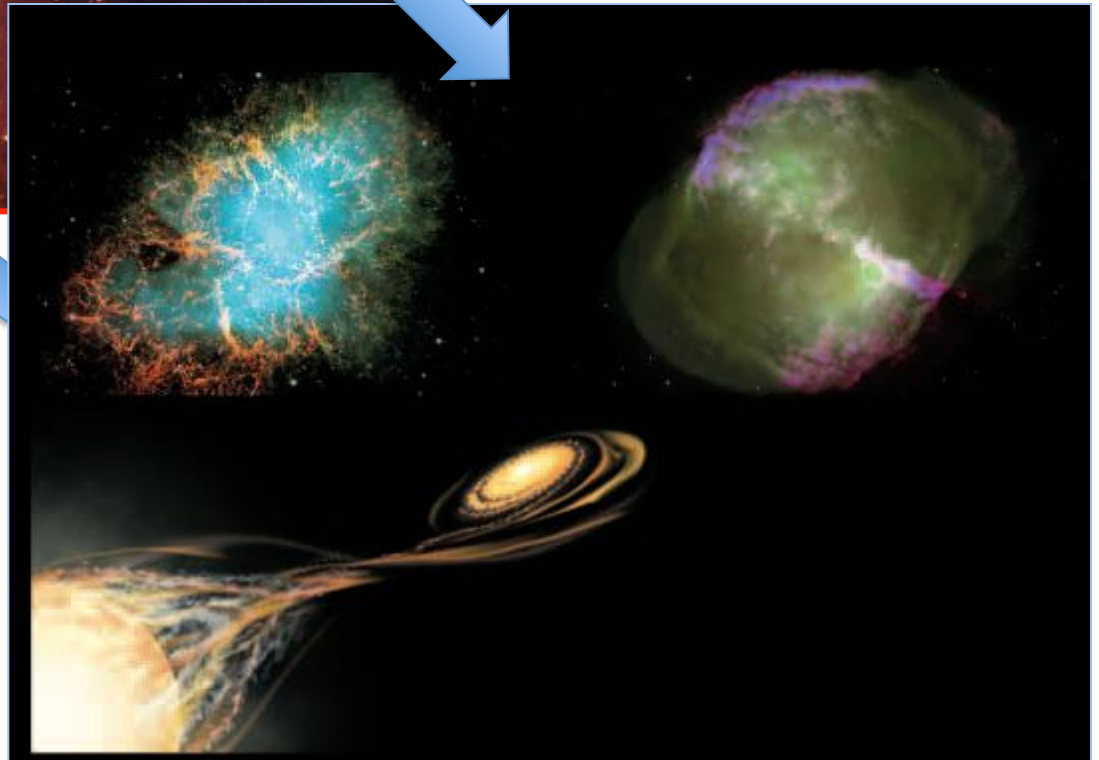
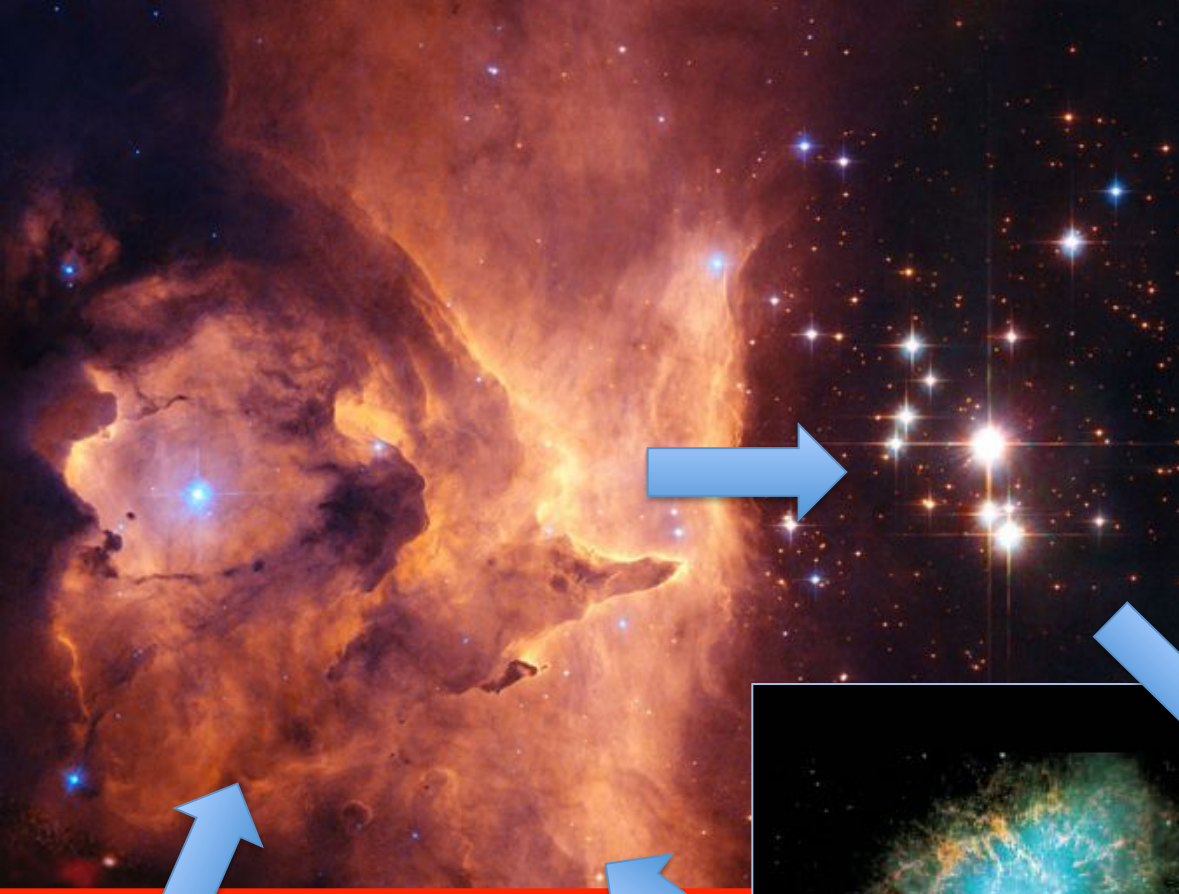
12 - O Meio Interestelar (ISM) e a Formação de Estrelas

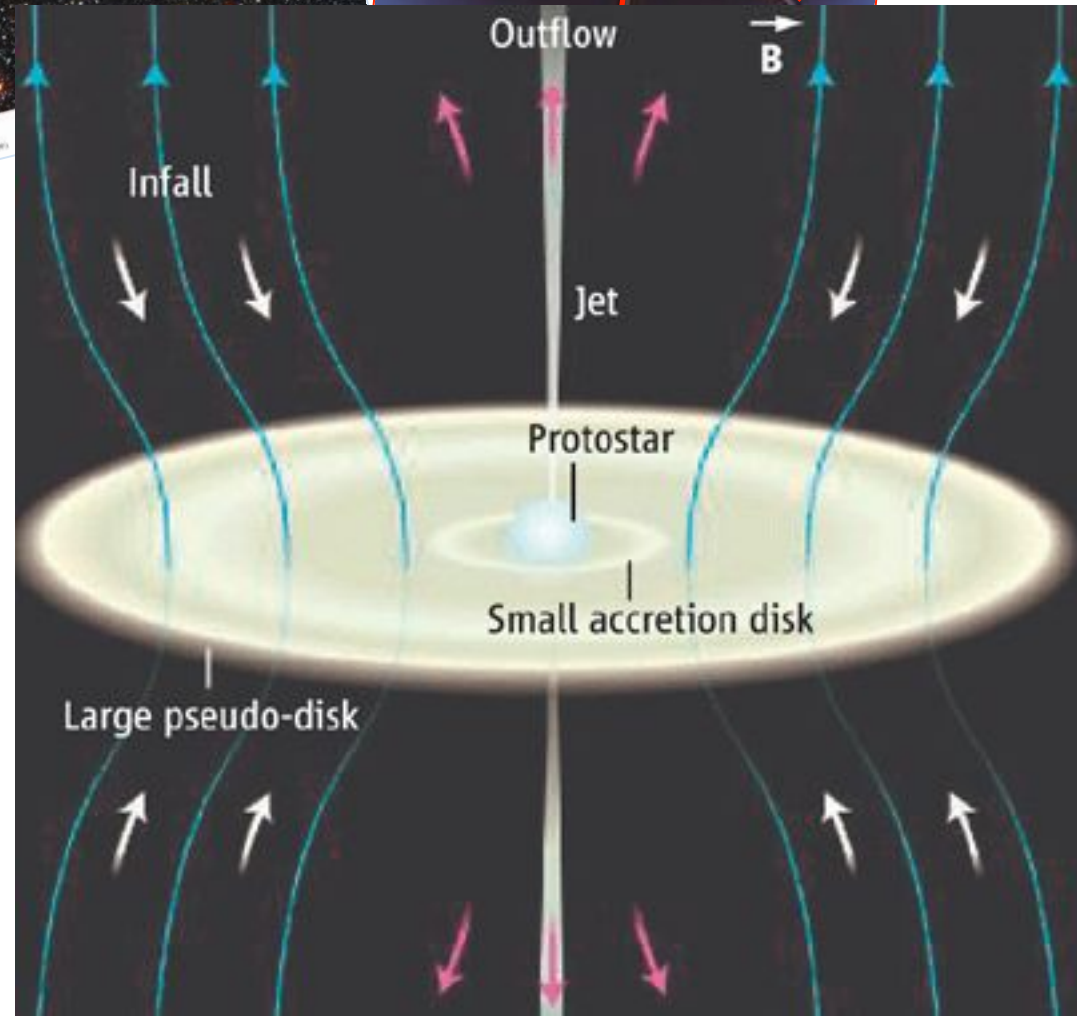
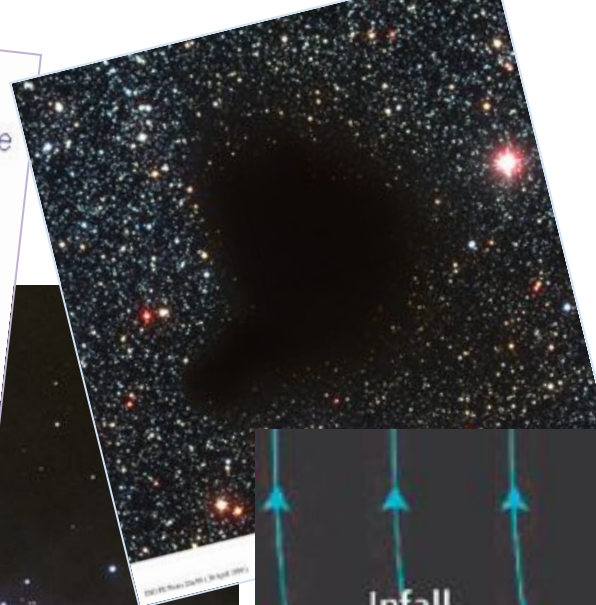
12.1 Gás e poeira interestelar

12.2 Formação de protoestrelas

Jorge Meléndez

Meio interestelar
→ estrelas →
meio interestelar





Constelações brilhantes

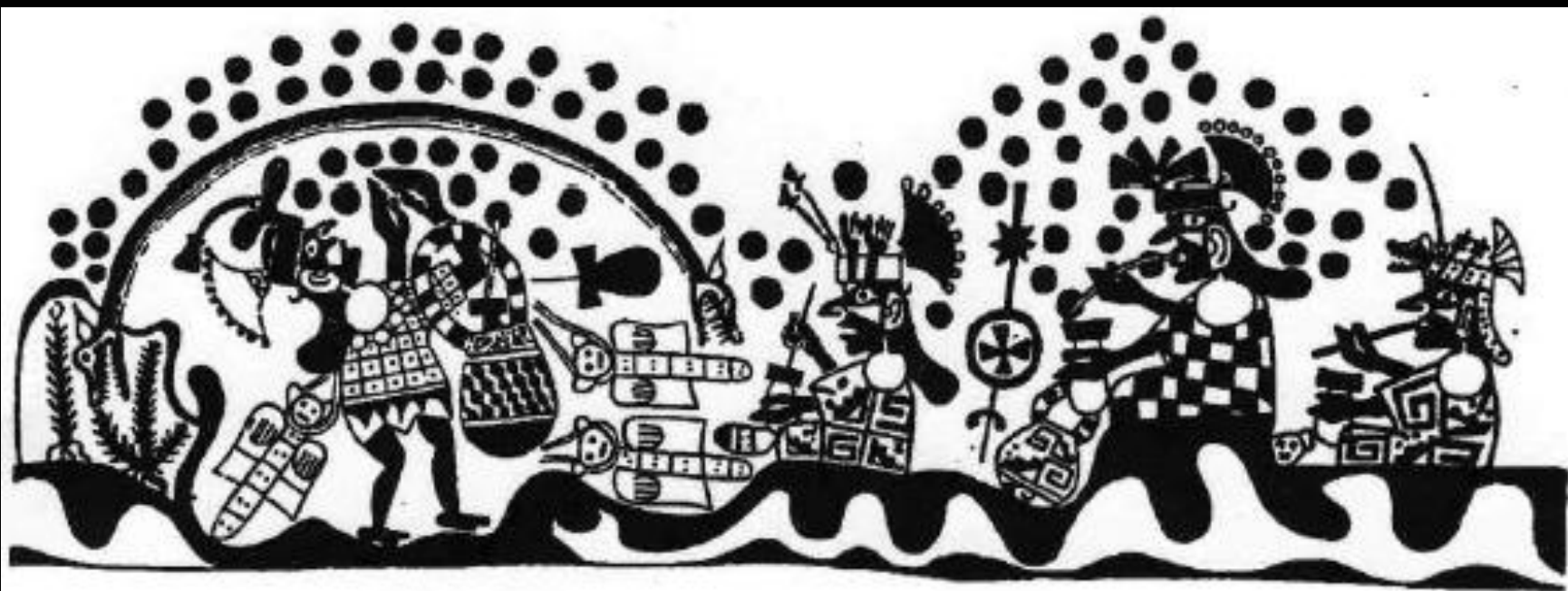


Civilizações europeias reconheceram apenas constelações brilhantes (estrelas)

Inca
empire



Civilizações andinas
(2000a.C. – 1542)
identificaram
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

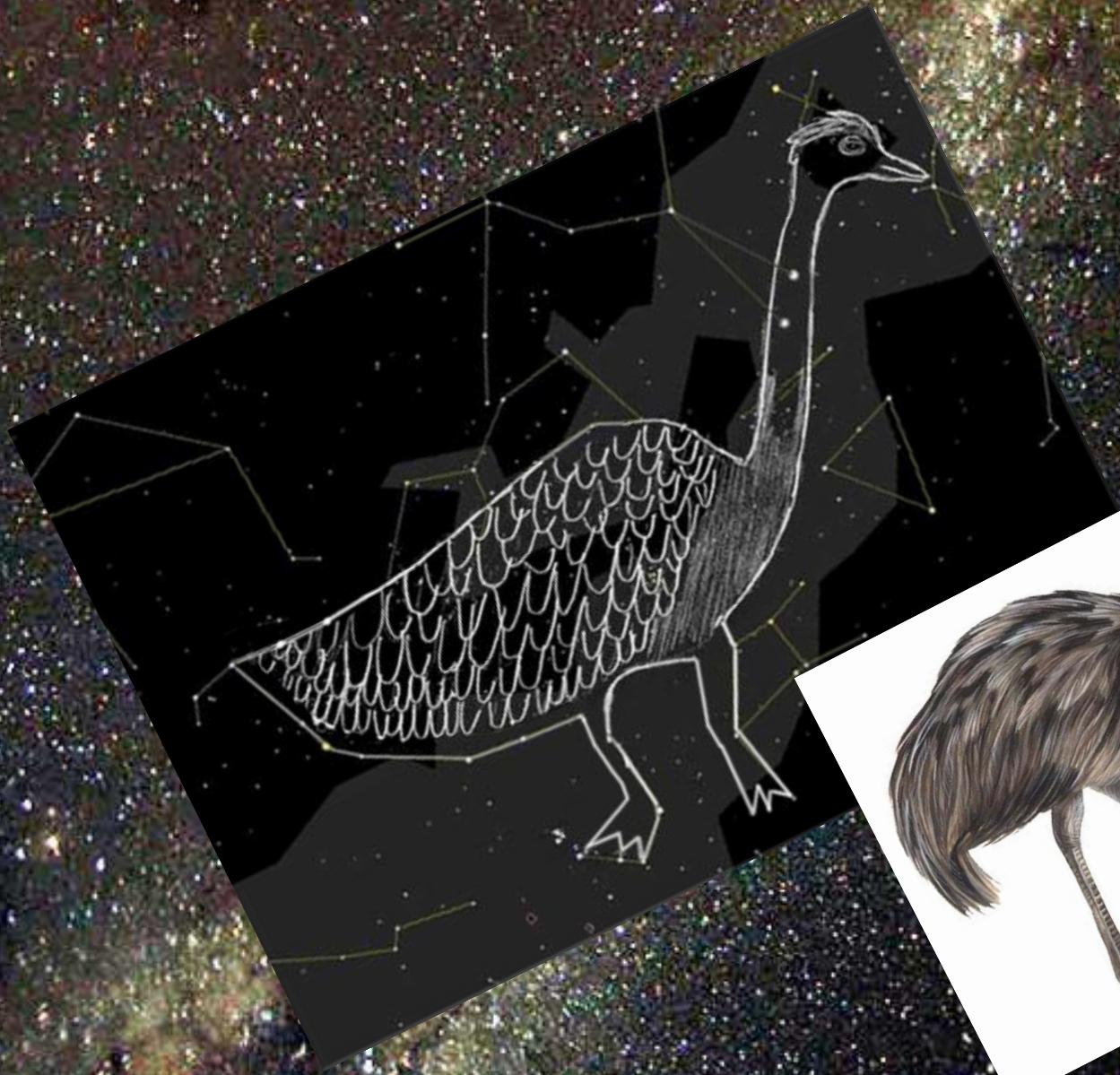


Llama Ñahui:
Olhos da Lhama
(alfa e beta Cen)



Alec Kennedy

Emu



Alec Kennedy Ema

Extinção Interestelar A_λ



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

A_λ : absorção em magnitudes

m_λ : magnitude observada

$m_{\lambda,0}$: magnitude intrínseca

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

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

M_λ : magnitude absoluta; d : distância em pc

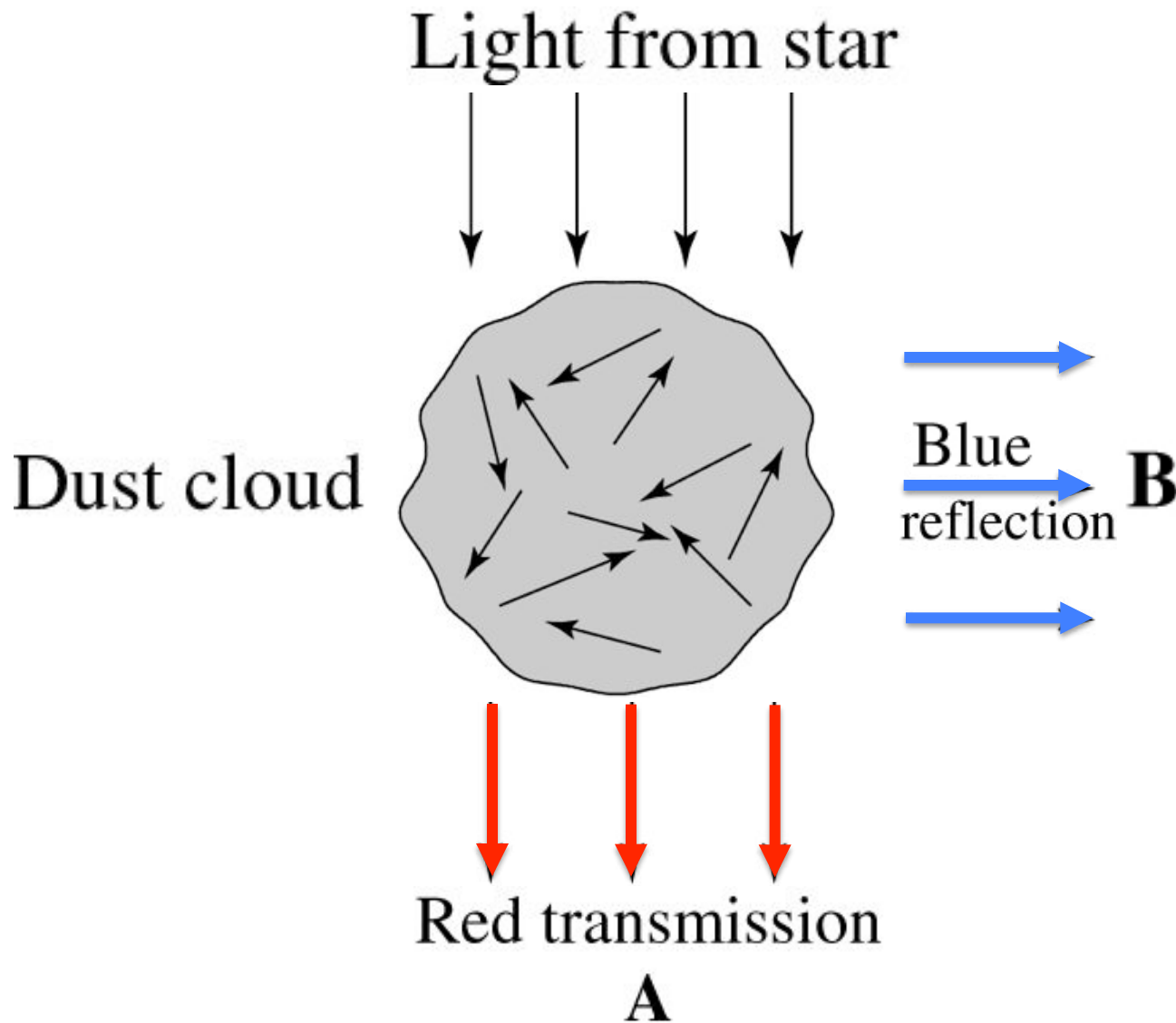


FIGURE 12.2 An interstellar cloud containing significant amounts of dust along with the gas (a dust cloud) can both scatter and absorb light that passes through it. The amount of scattering and absorption depends on the number density of dust grains, the wavelength of the light, and the thickness of 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 deve estar relacionada à profundidade óptica

$$I_{\lambda}/I_{\lambda,0} = e^{-\tau_{\lambda}} \quad I_{\lambda,0}: \text{intensidade sem absorção interestelar}$$

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

$$\begin{aligned} m_{\lambda} - m_{\lambda,0} &= -2.5 \log_{10} (e^{-\tau_{\lambda}}) \\ &= 2.5 \tau_{\lambda} \log_{10} e = 1.086 \tau_{\lambda} \end{aligned}$$

$$A_{\lambda} = 1.086 \tau_{\lambda}$$

A extinção é aproximadamente igual à profundidade óptica 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

σ_λ : seção de choque de espalhamento

Considerando

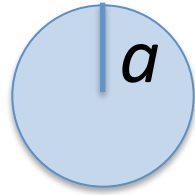
σ constante:

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

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 m^2 indo do observador até a estrela → a extinção depende da quantidade de poeira interestelar que atravessa a luz

Teoria de (Gustav) Mie

Grão de poeira
de raio a



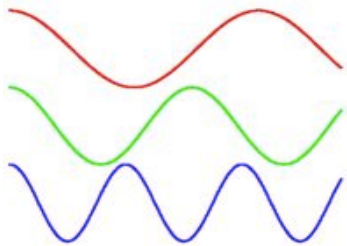
$$\sigma_g = \pi a^2$$

seção de choque
geométrica

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

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

Q_λ depende da
composição dos
grãos de poeira



Se λ é da ordem de
grandeza de a :

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

$$Q_\lambda \sim a/\lambda = \sigma_\lambda/\sigma_g = \sigma_\lambda/\pi a^2 \rightarrow \sigma_\lambda \sim \pi a^3/\lambda$$

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

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

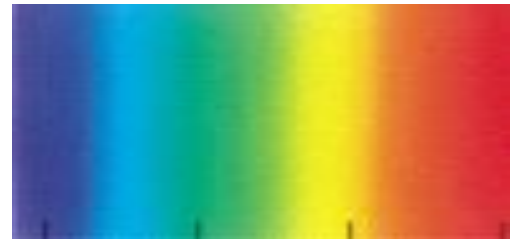
Que acontece se $\lambda \gg a$ e se $\lambda \ll a$?

Extinção e avermelhamento por poeira

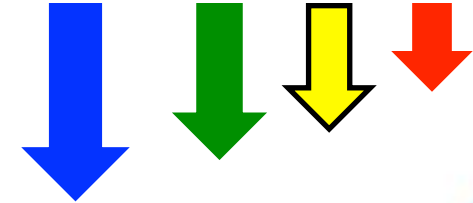
Luz de menor λ é mais espalhada pela poeira

Coefficiente de extinção:

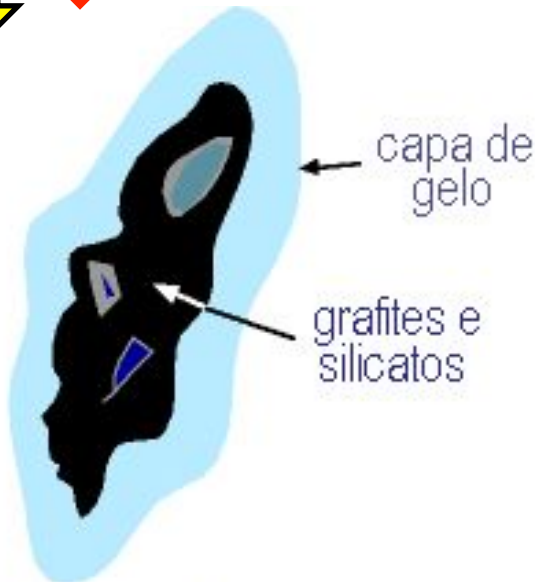
$$Q_{\lambda} \sim a/\lambda$$



400 500 600 700nm

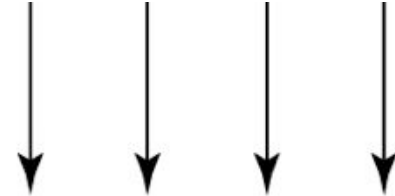


100 nanometros

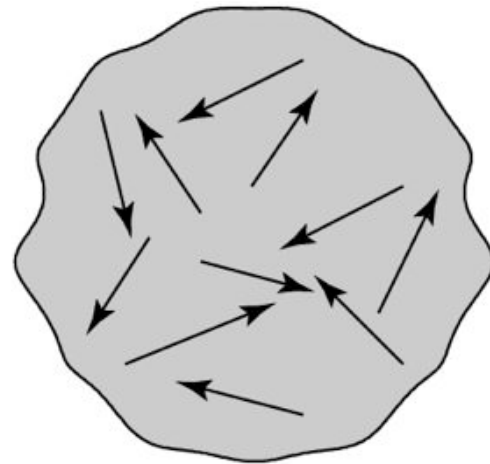


Grão de poeira

Light from star



Dust cloud



Blue reflection

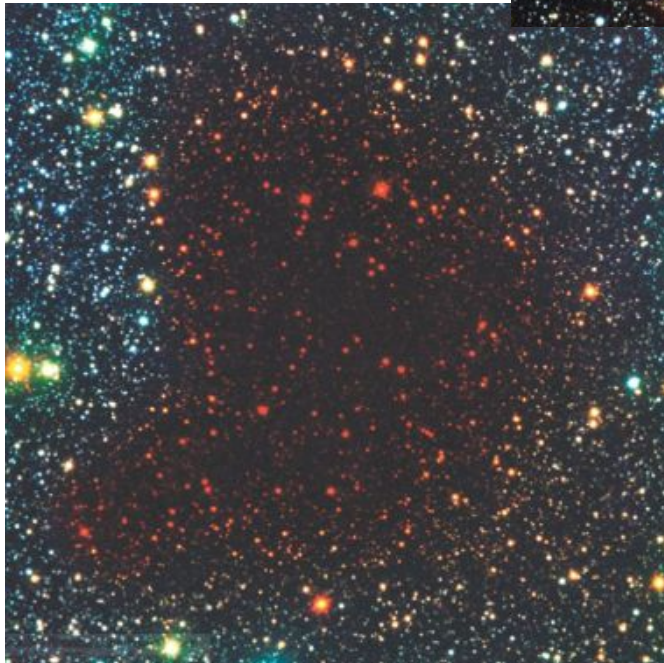
Red transmission





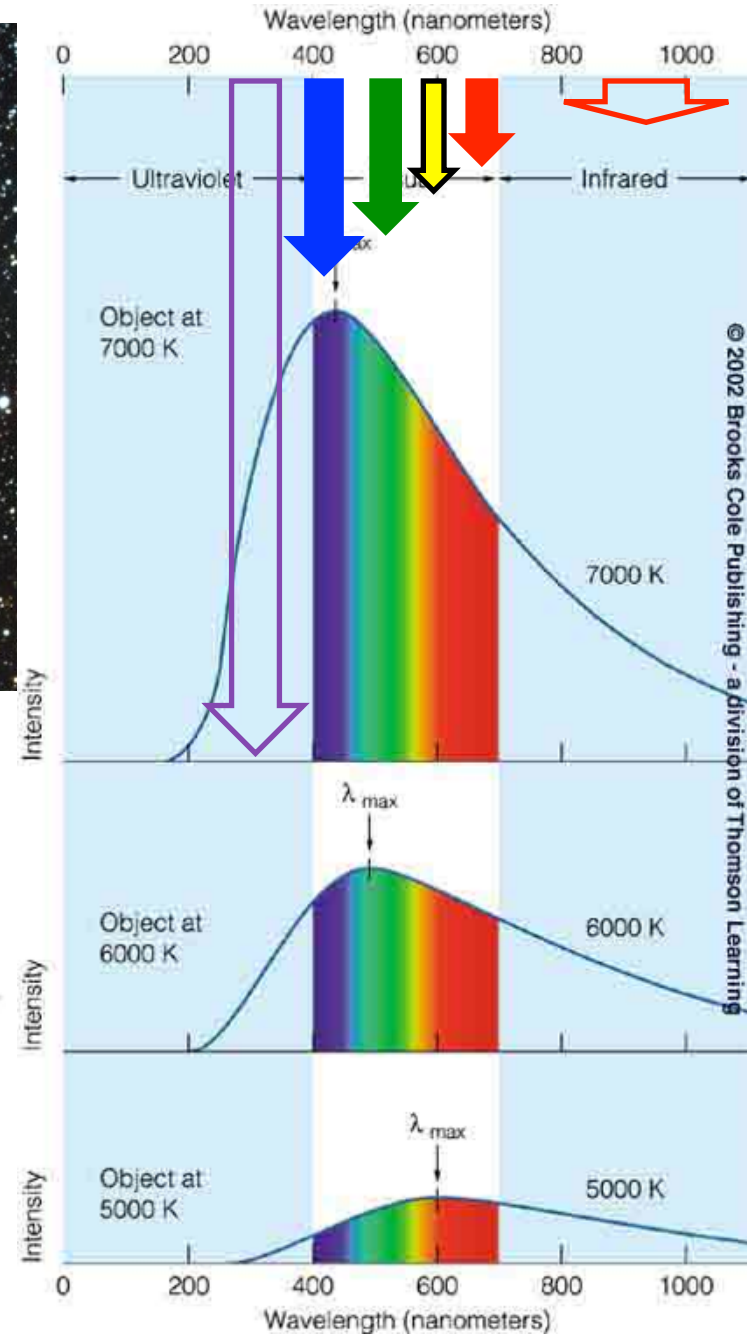
Avermelhamento interestelar

Luz vermelha é menos espalhada pela poeira interestelar → avermelhamento



Coefficiente de extinção:

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



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 550nm por $A_V = 1,1$ magnitudes, onde A_V é a extinção no filtro V. Se $Q_{550} = 1,5$ 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.

$A_V = 1,1$ mag em 550nm

Como $A_\lambda = 1.086\tau_\lambda \rightarrow \tau_{550} \sim 1$

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

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

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

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

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 $1/\lambda$)

Extinção A_λ/A_V

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

óptico



infravermelho

ultravioleta

IR

Visible

UV

1000

500

300

200

125

Comprimento de onda [nm]

A extinção interestelar
aumenta para comprimentos
de onda menores

Contribuição molecular às curvas de extinção interestelar

Bump: devido talvez ao grafite

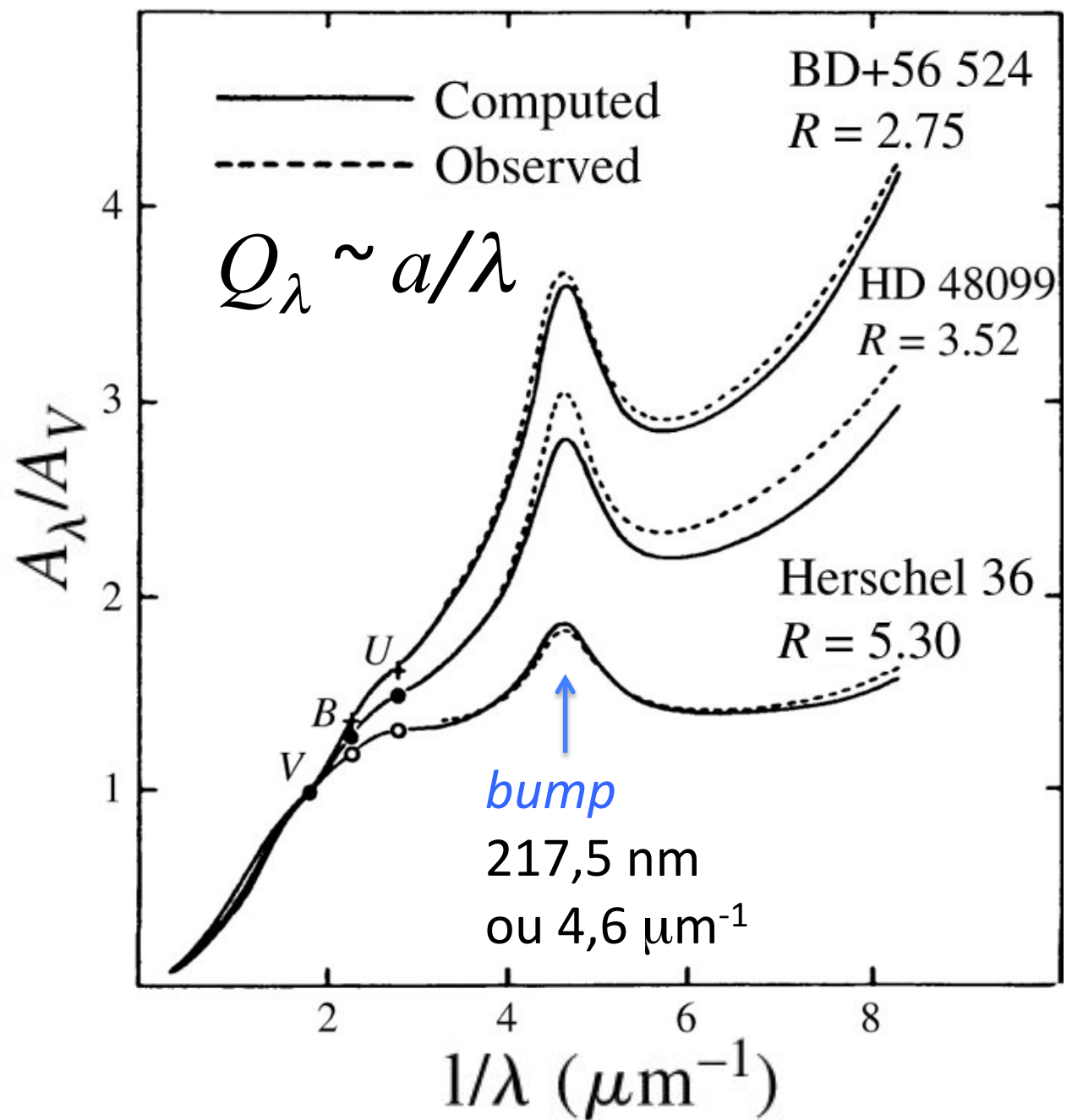


FIGURE 12.3 Interstellar extinction curves along the lines of sight to three stars. The dashed lines represent the observational data, and the solid lines are theoretical fits.

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

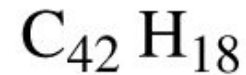
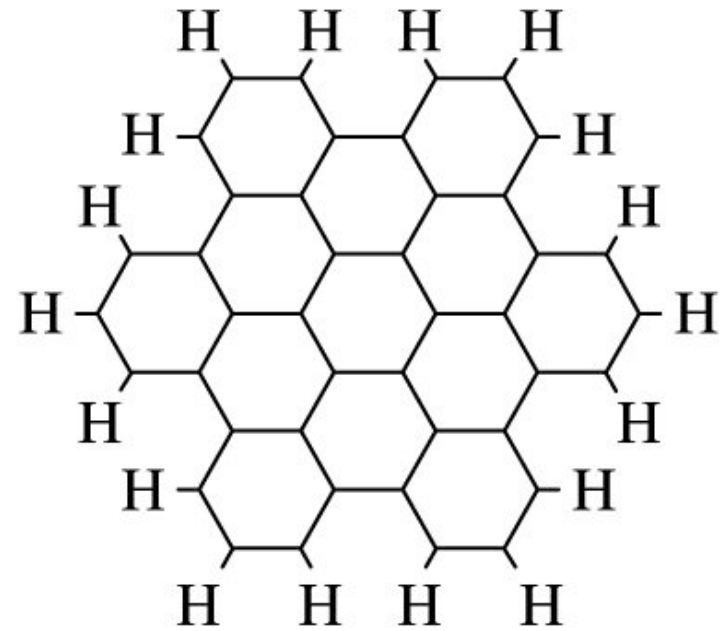
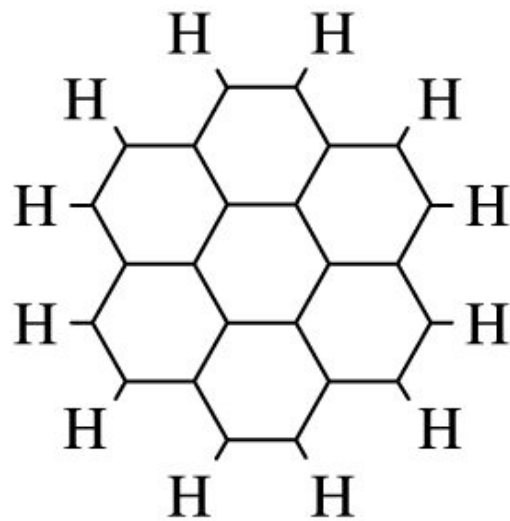
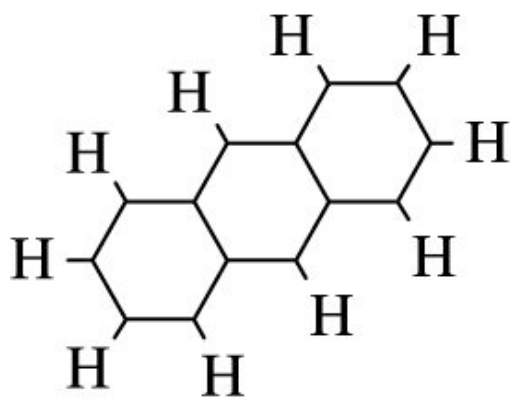
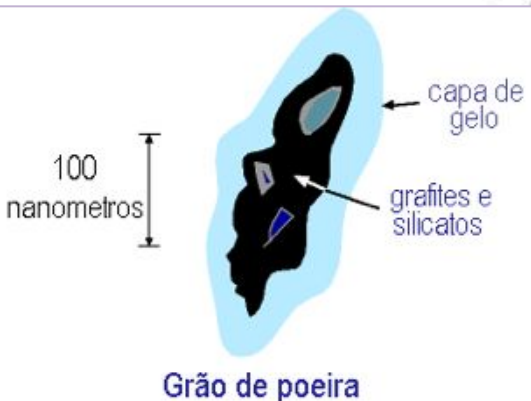
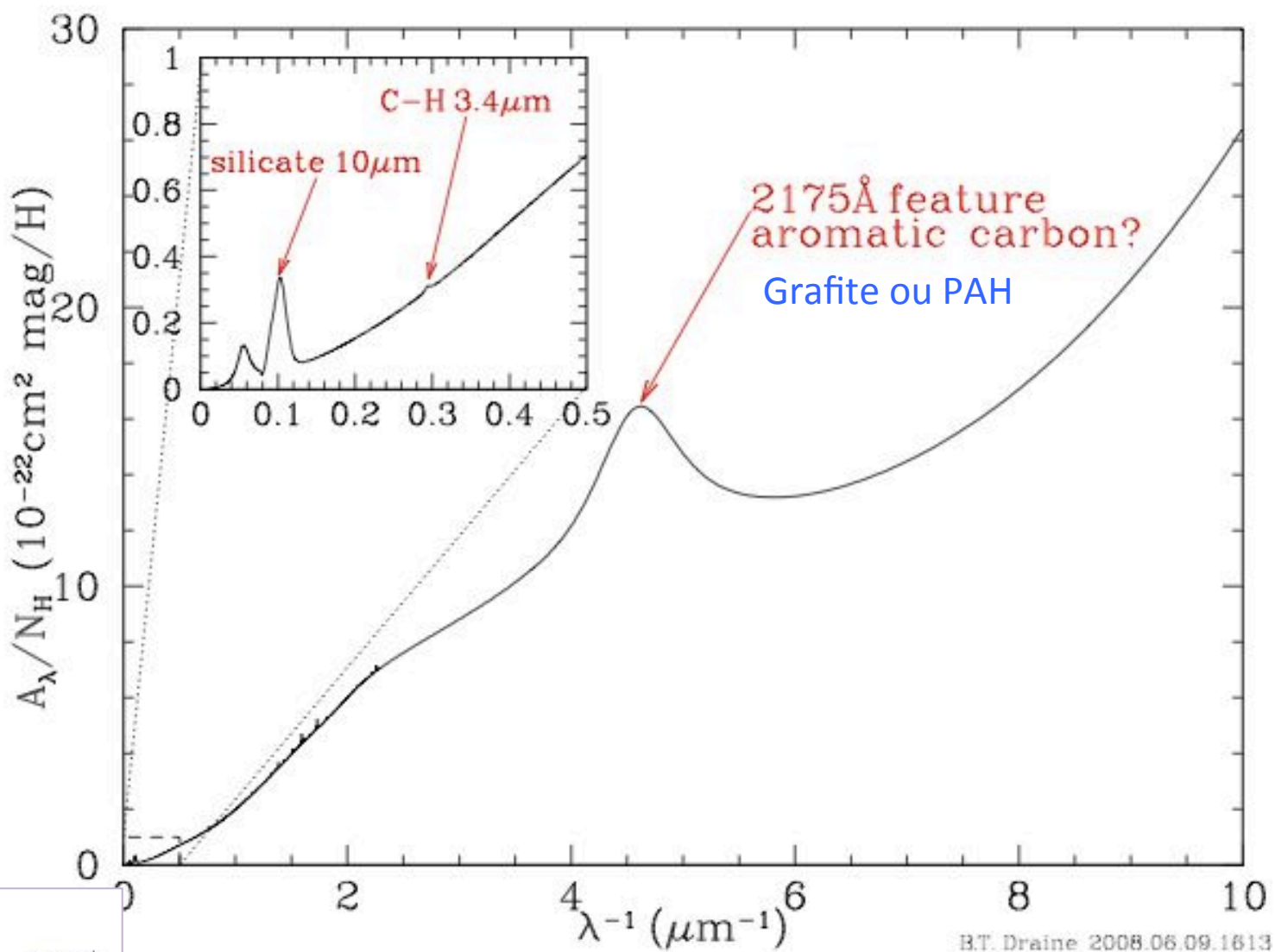


FIGURE 12.4 The structures of several polycyclic aromatic hydrocarbons: $\text{C}_{14}\text{H}_{10}$ (anthracene), $\text{C}_{24}\text{H}_{12}$ (coronene), $\text{C}_{42}\text{H}_{18}$ (hexabenzocoronene). The hexagonal structures are shorthand for indicating the presence of a carbon atom at each corner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

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



Background Star Emits
Unpolarized Radiation

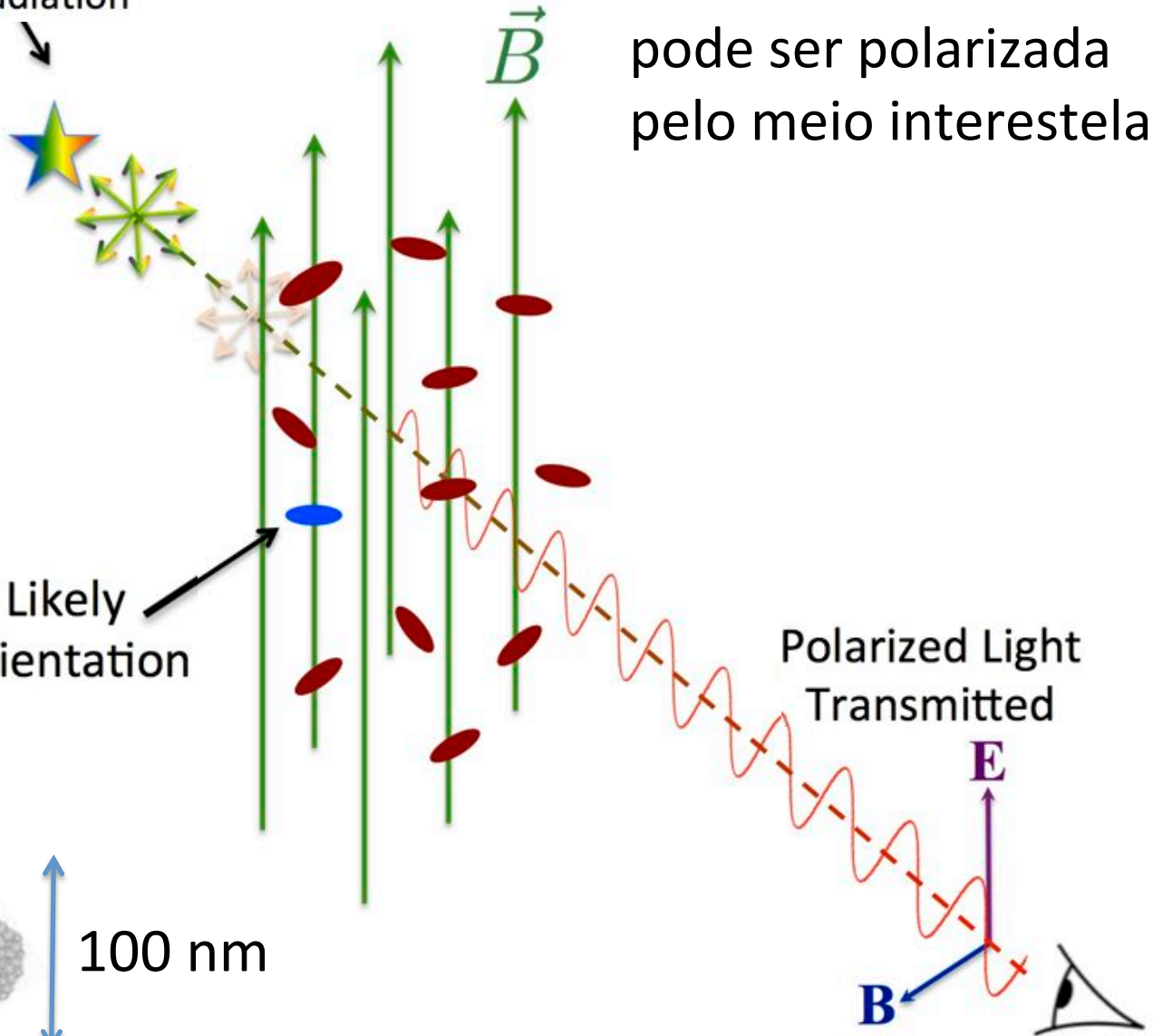
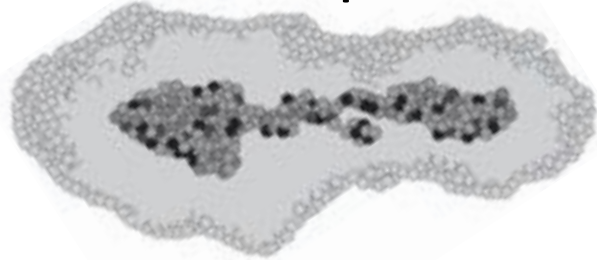
A luz das estrelas
pode ser polarizada
pelo meio interestelar

Most Likely
Grain Orientation

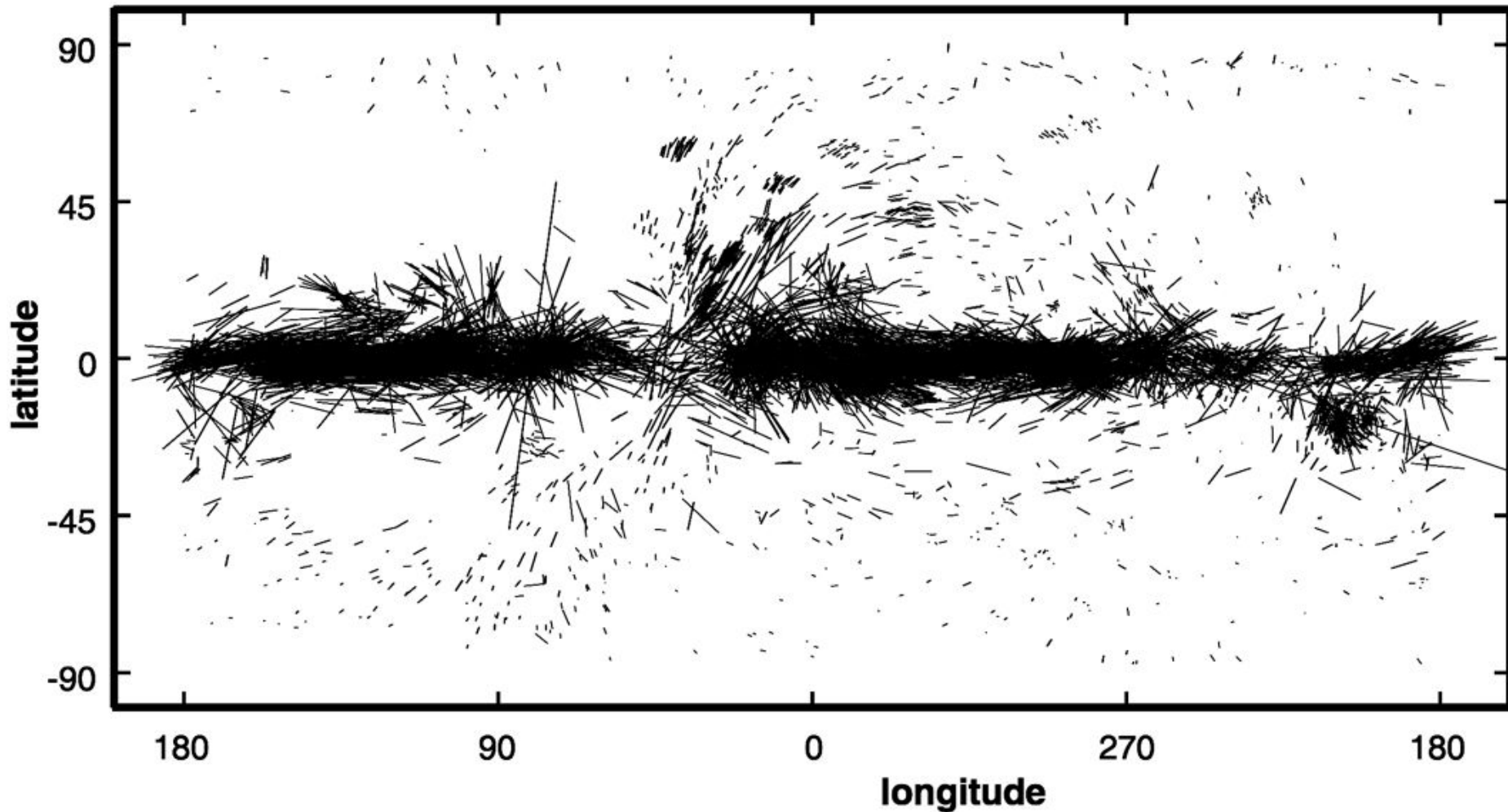
Grão de poeira

100 nm

Polarized Light
Transmitted

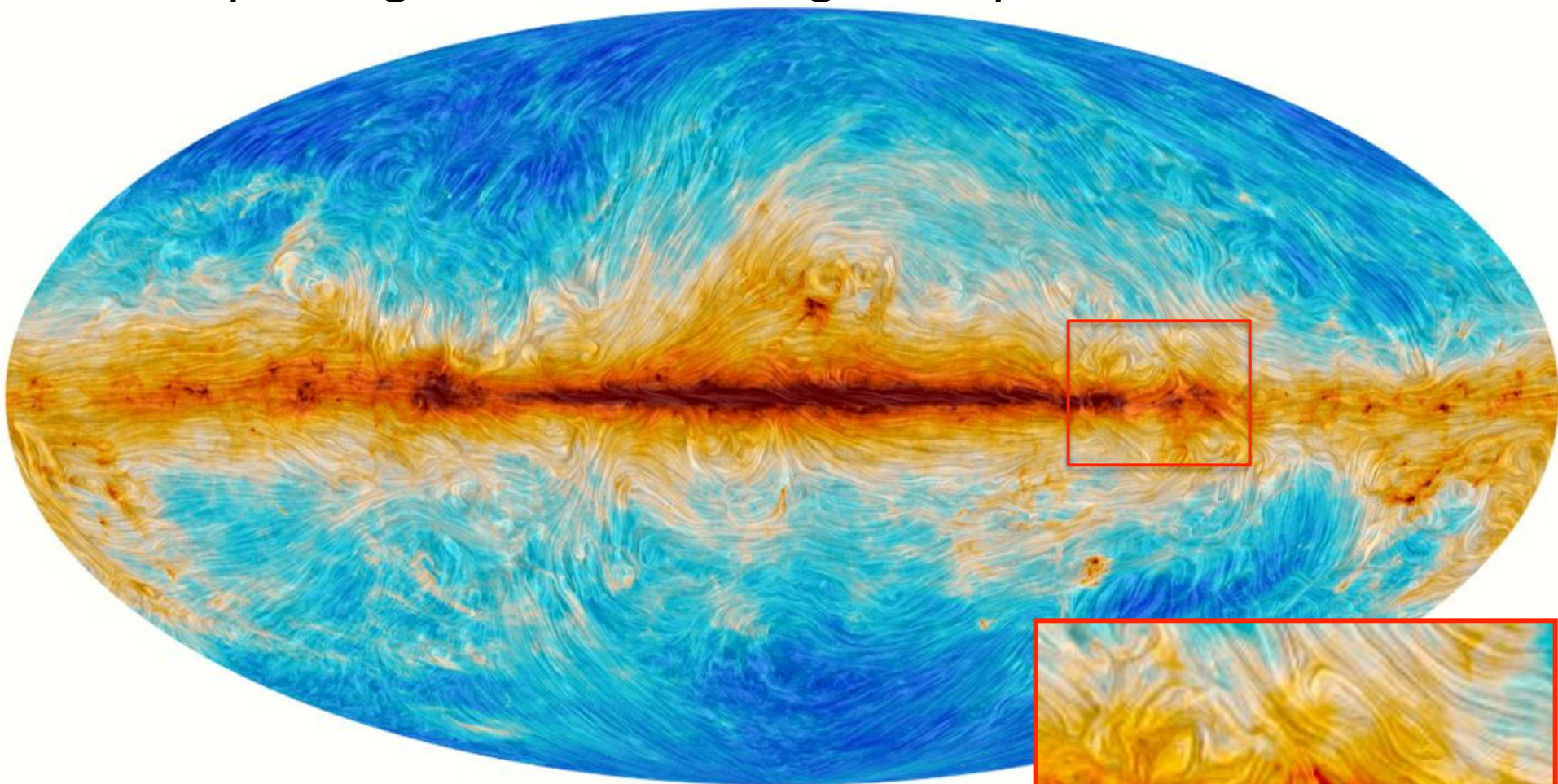


O campo magnético da Via Láctea

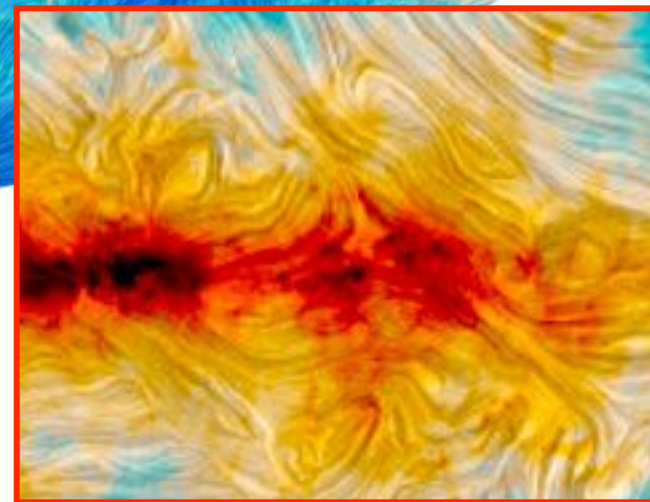


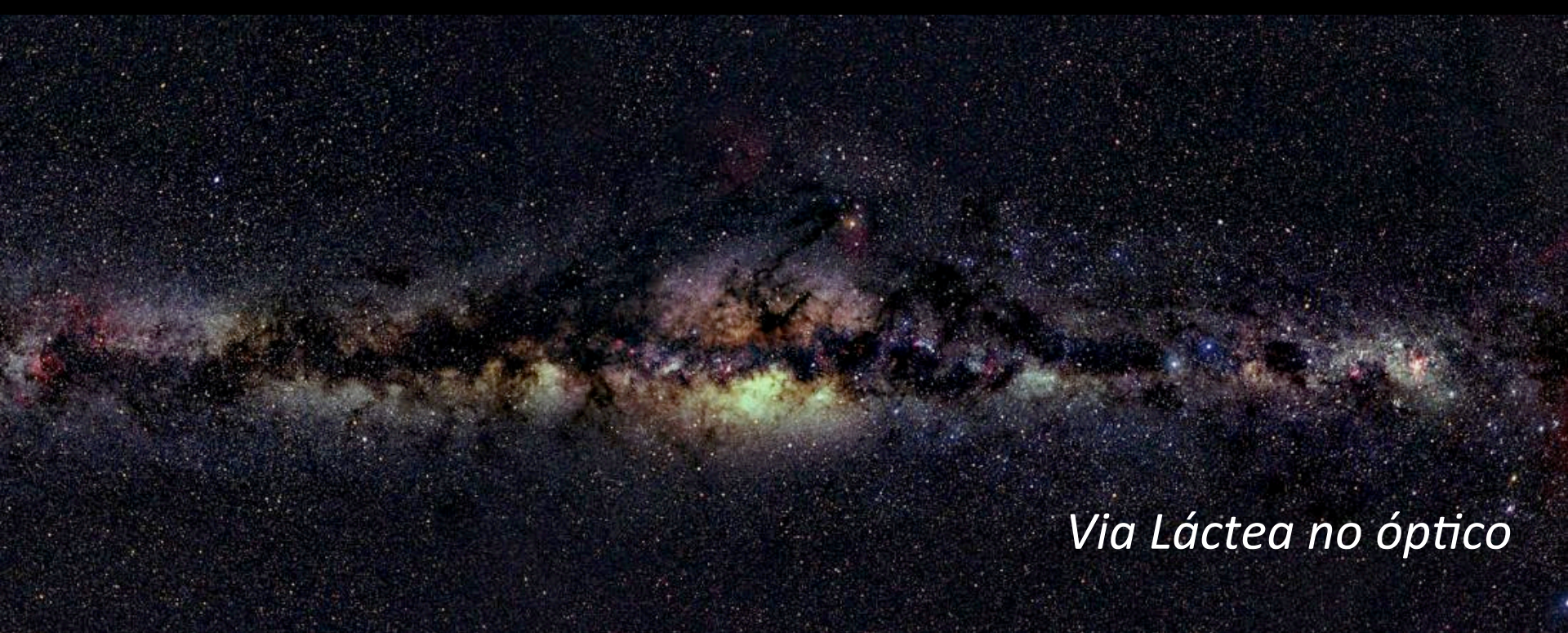
Polarization measurements over the full sky shows that the orientation of the polarization follows the Galactic plane and therefore map out the large scale magnetic field. Note that the structures at high Galactic latitude mostly are a projection effect and trace near-by ISM objects such as “Loop 1” (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. Credit: ESA and Planck Collaboration, CC BY





Via Láctea no óptico

A poeira (regiões escuras no disco da Galáxia) representa apenas $\sim 1\%$ 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):

~70% de H (ionizado, atômico e molecular)

~28% de He

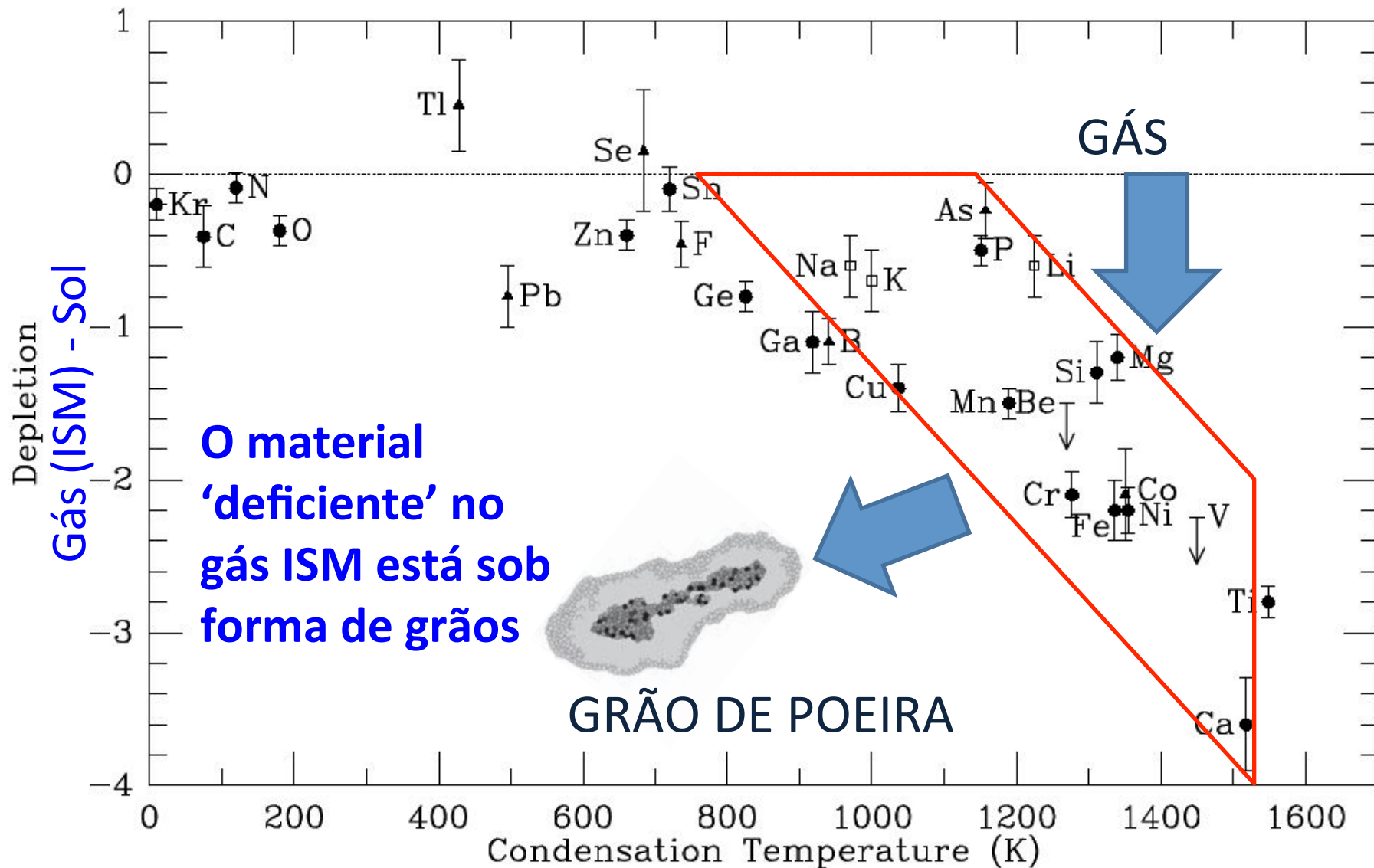
<~ 2% de elementos mais pesados



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%

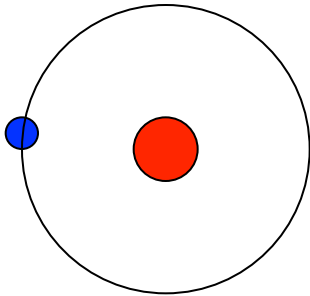
As regiões são classificadas de acordo ao estado do H

- H₂: 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)
- Íons : gás quente (10⁶ K), H e metais ionizados

Percentagens aproximadas do H neutro (H I), H ionizado (H II), e H molecular (H₂)

H I

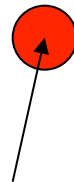
~30% nuvens frias
~30% nuvens mornas



H neutro tem o e-
orbitando o p+.

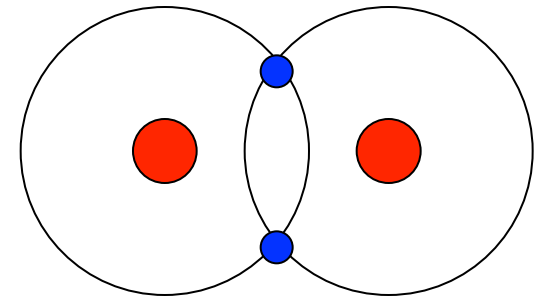
Quase todo o H I
em estado base
→ sem linhas ☹️

H II: ~15%
nuvens
mornas



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

H₂ ~25%
nuvens
moleculares

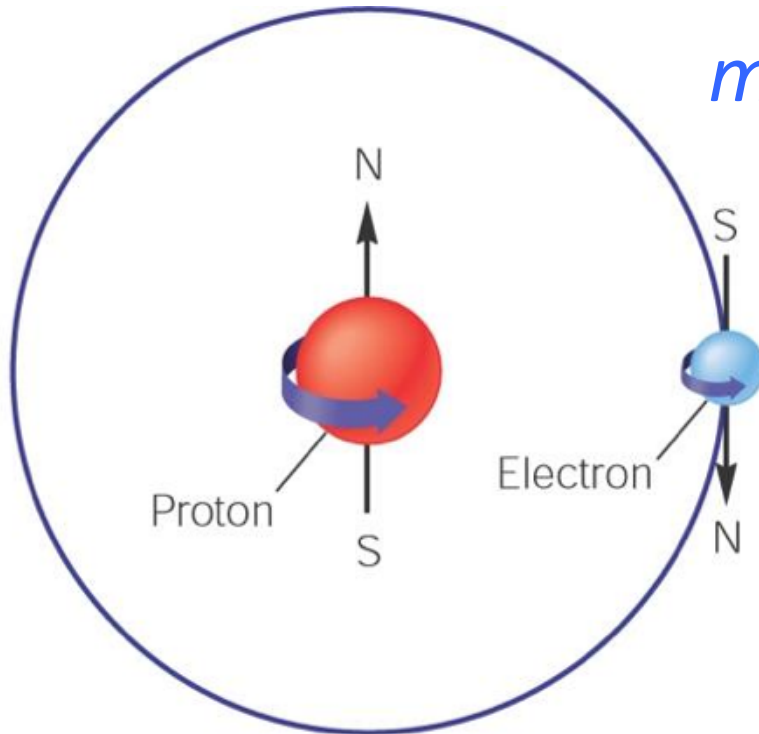


H molecular: 2 átomos
neutros partilham seus e-
para formar molécula H₂

Hidrogênio neutro (H I) é difícil de ser observado

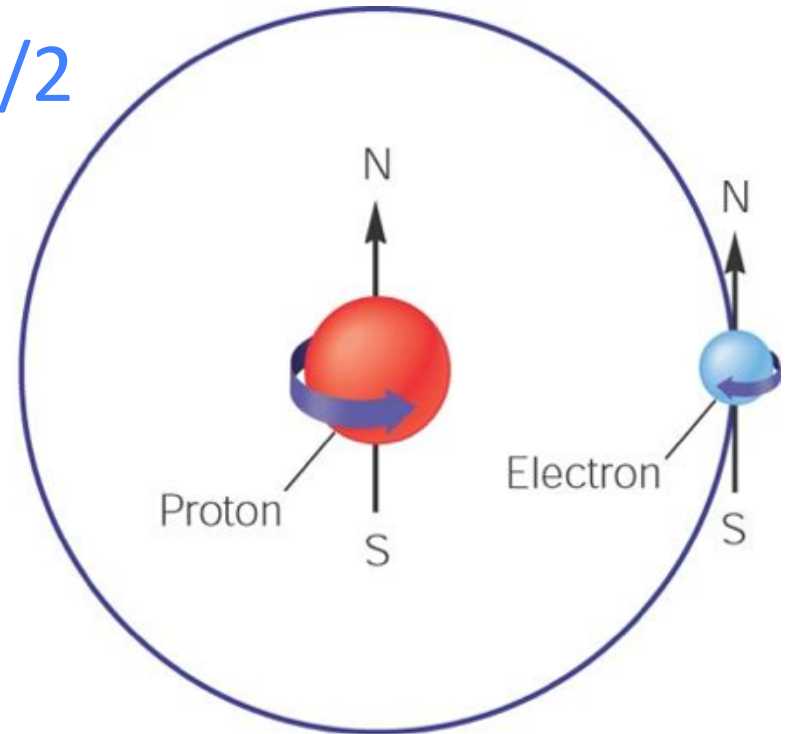
Radiação em 21cm (ondas de rádio, 1420 MHz)

$$m_s = \pm 1/2$$



Same spins
Magnetic fields reversed

Estado base
(mais baixa energia)

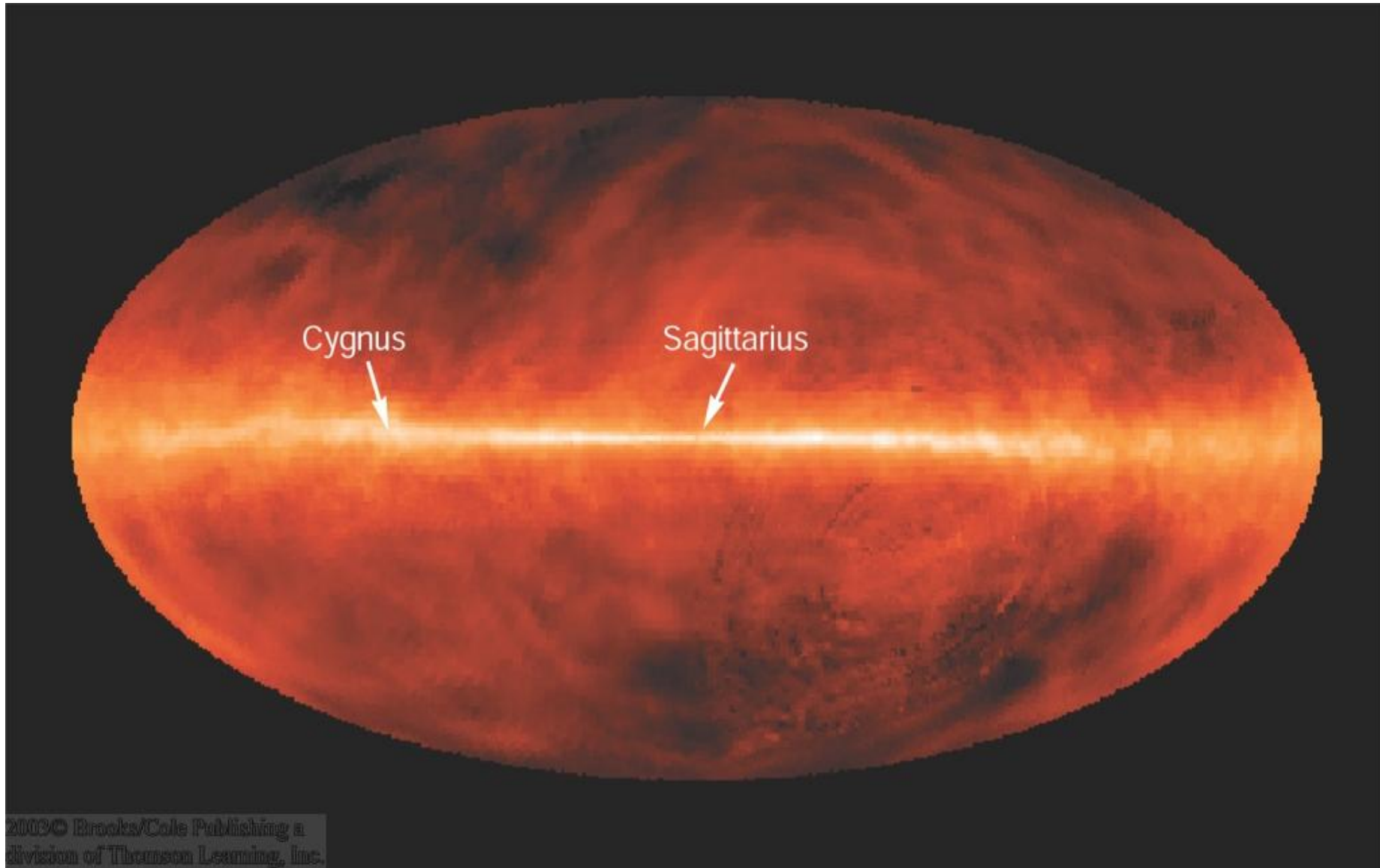


Opposite spins
Magnetic fields the same

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

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

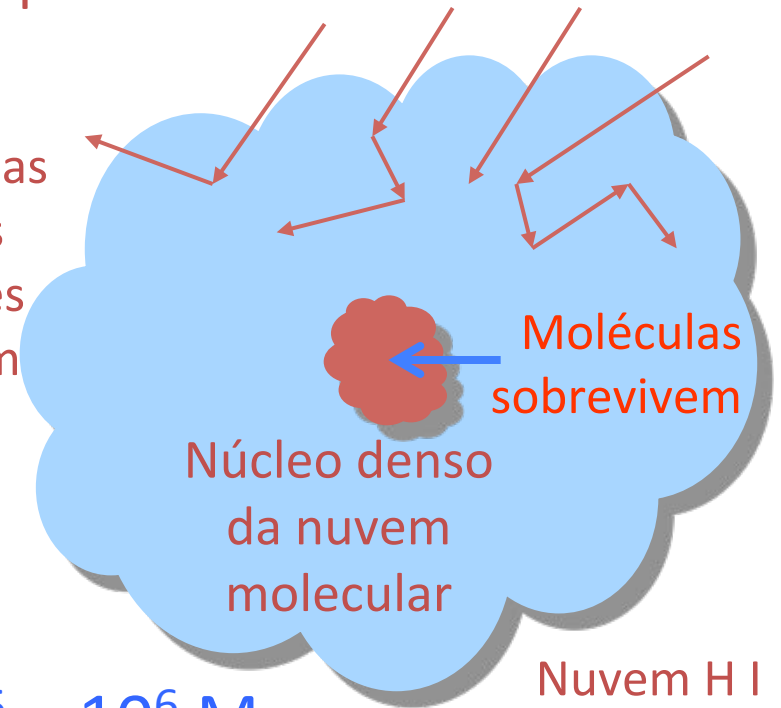
- Poeira e N_{H} alto \rightarrow podem proteger regiões com H_2

Nuvens Moleculares

Moléculas são facilmente destruídas (dissociadas) por fótons UV de estrelas quentes

- 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



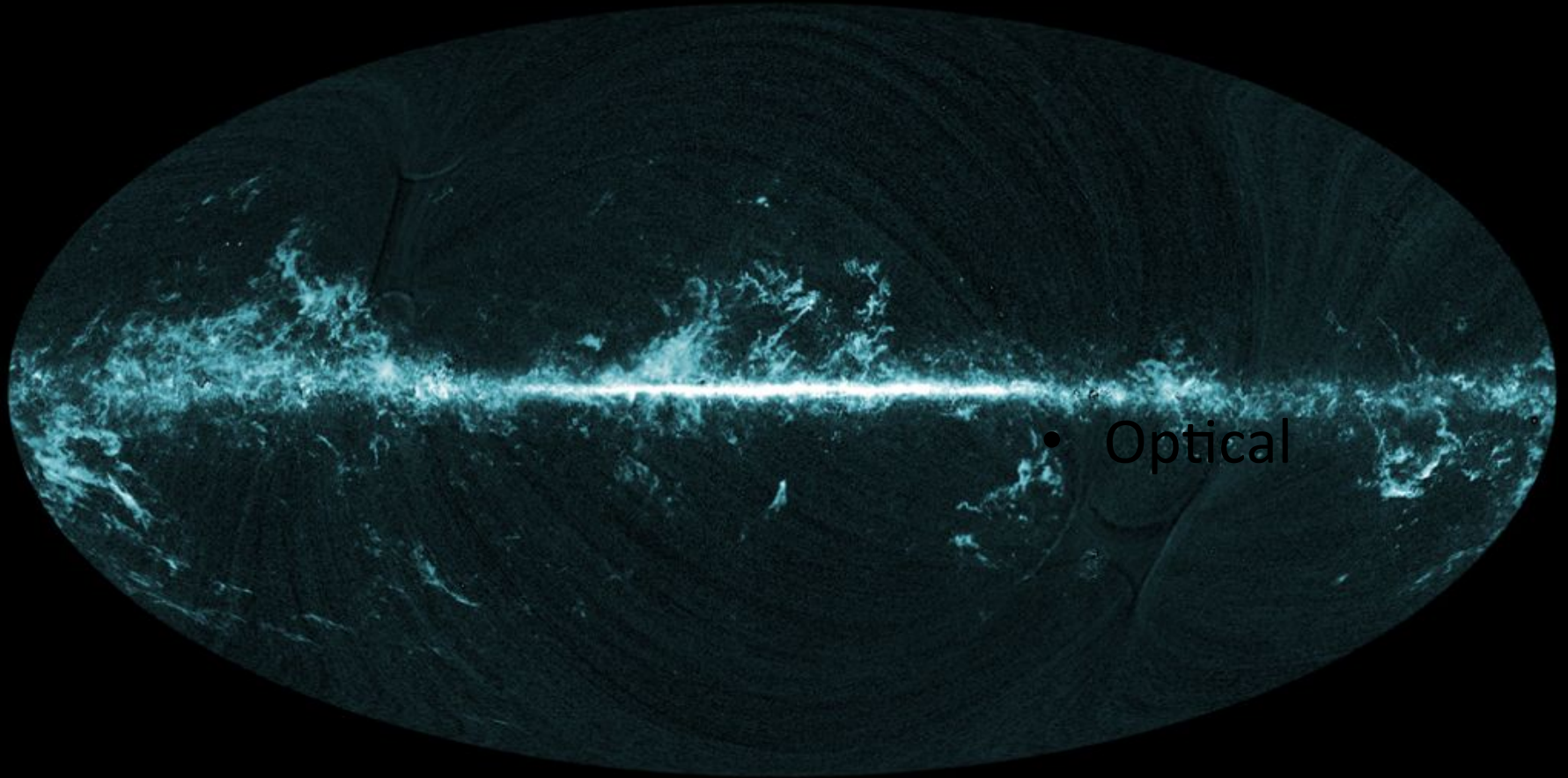
Diâmetro $\approx 15 - 50$ pc

Temperatura ≈ 15 K

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

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

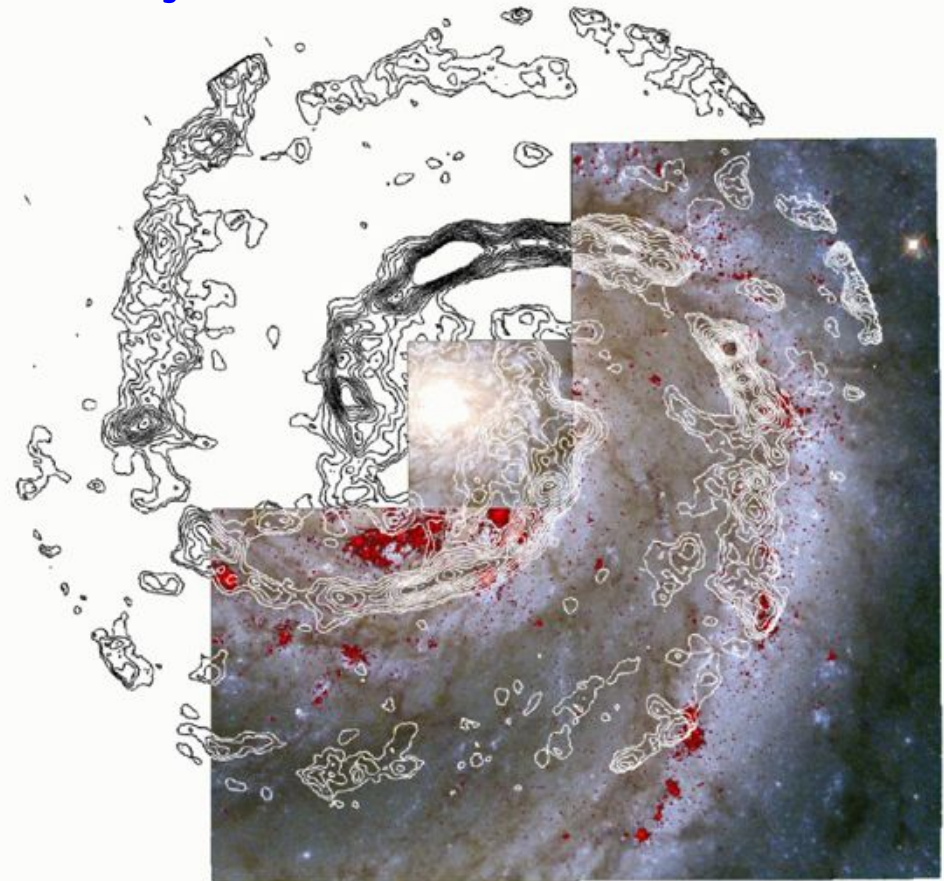
CO (indicador de H₂) em nossa galáxia



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

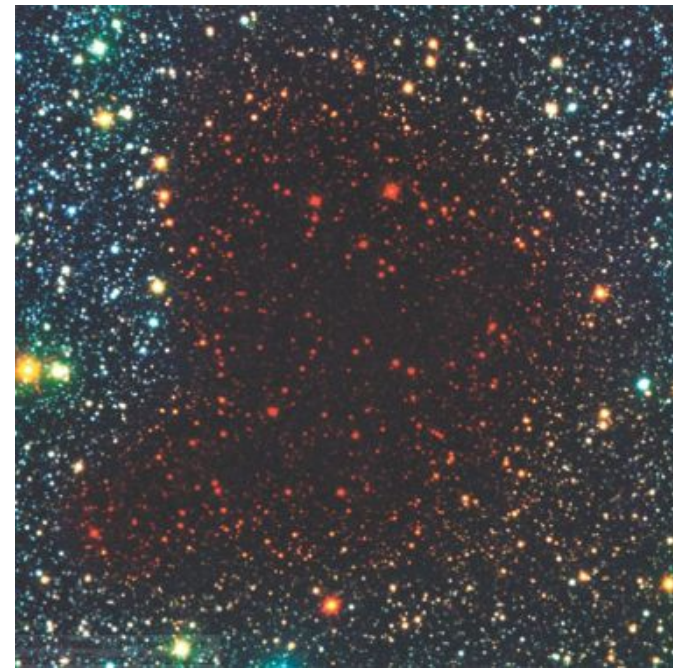
$M \sim 1 - 1000 M_{\text{Sol}}$, $A_V \sim 10$, $n > 10^{10} \text{ m}^{-3}$, diâmetros $< 1 \text{ pc}$, $T \sim 10 \text{ K}$. Infravermelho: a maioria têm estrelas \rightarrow formação recente.

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

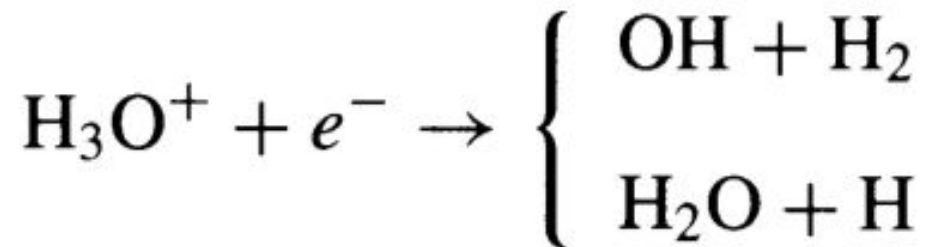
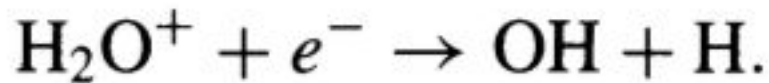
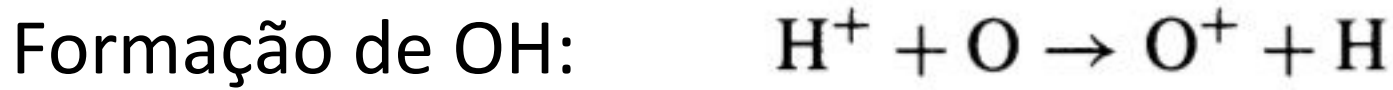
Óptico

Infravermelho

Glóbulo de Bok
B68 (Barnard 68)

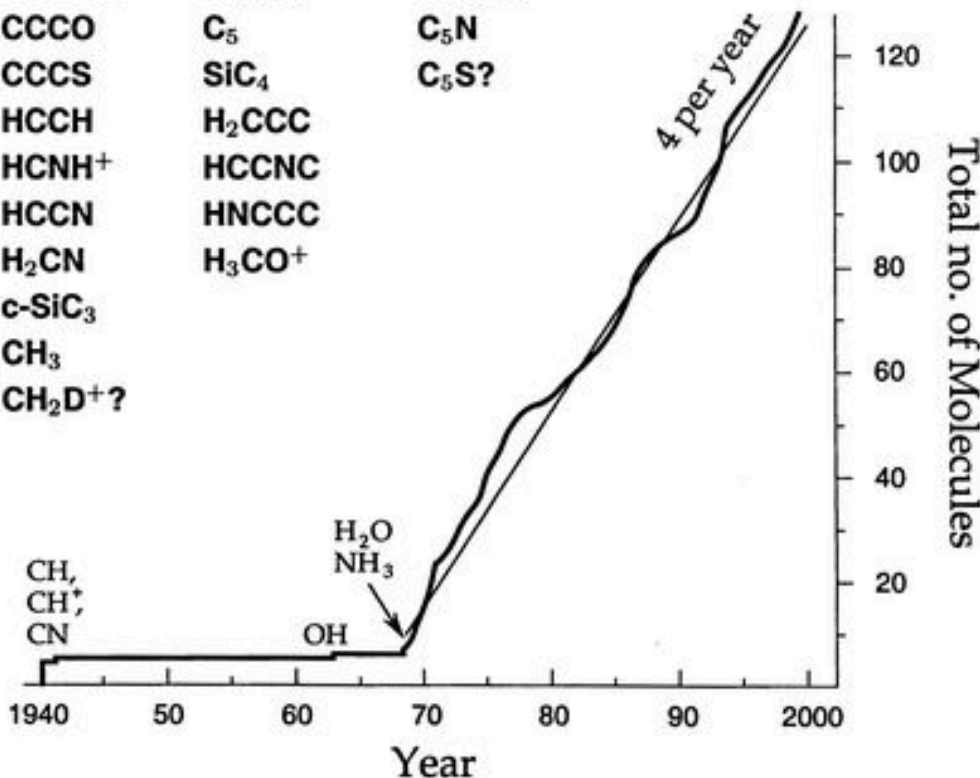


Química interestelar



Known Interstellar and Circumstellar Molecules (July 2000)

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

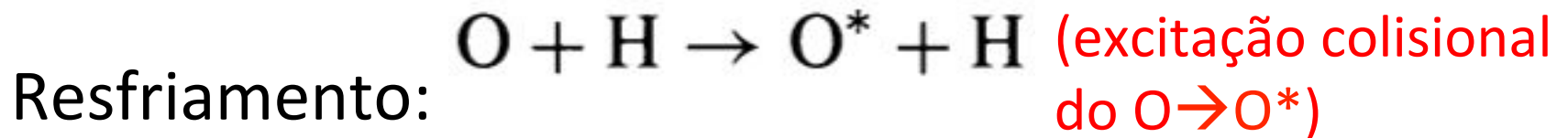
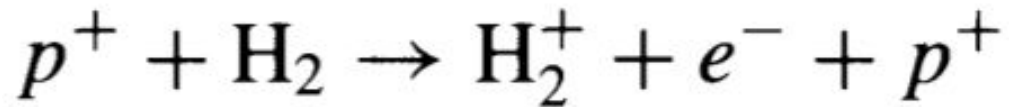
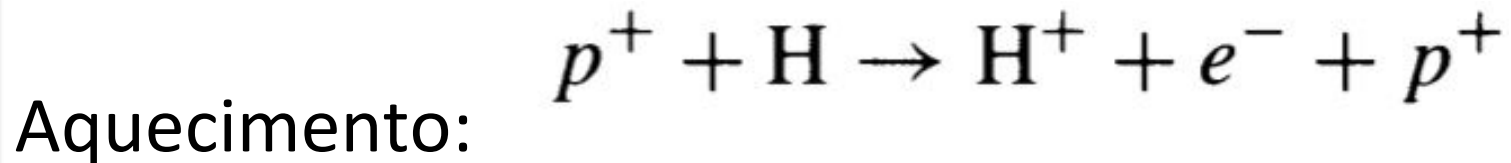


Total: 123

Aquecimento e resfriamento do ISM

Aquecimento é devido principalmente a raios cósmicos.

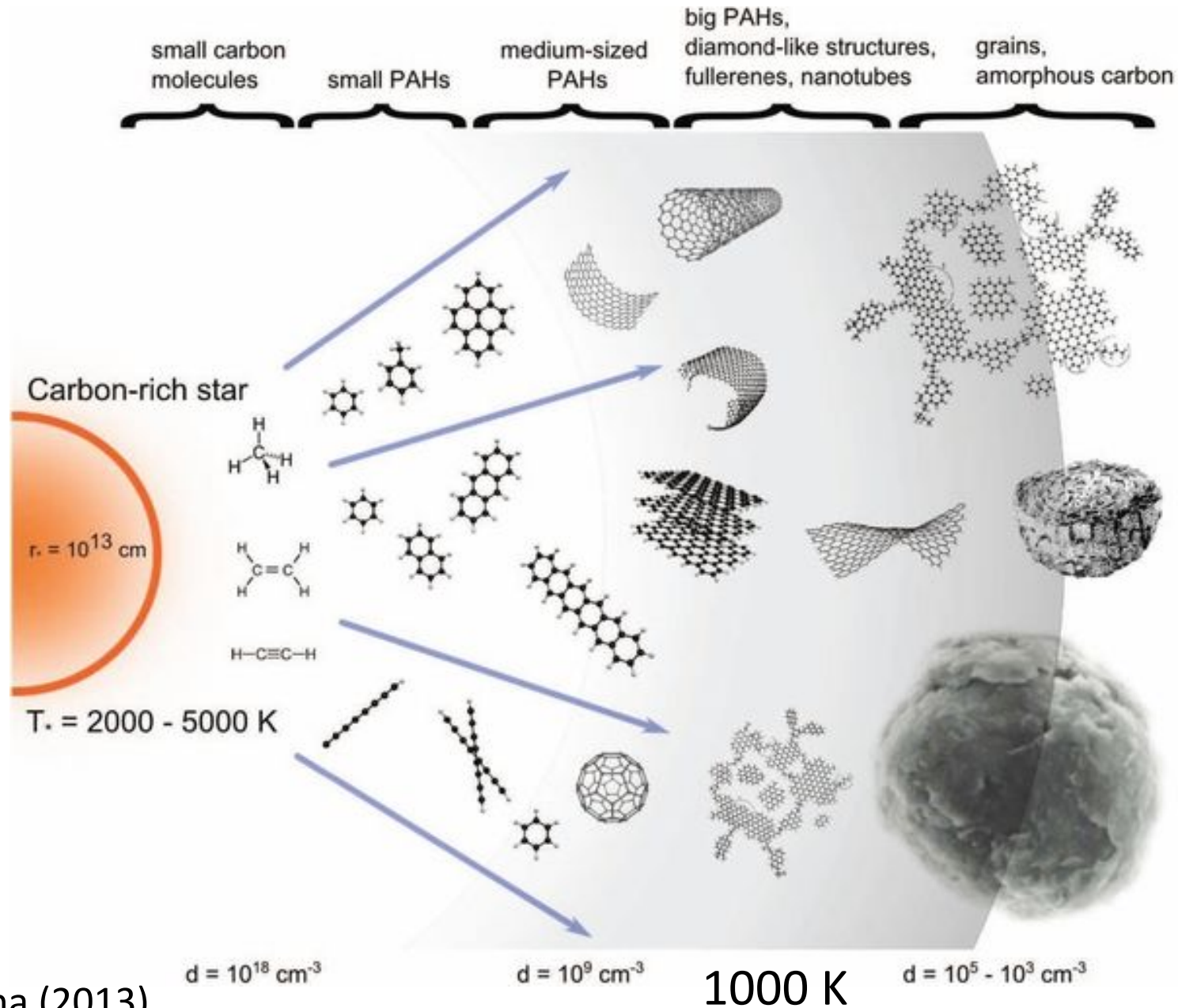
p^+ pode ter energias de $10 - 10^{14}$ MeV ($10^3 - 10^8$ MeV são mais comuns). Raios cósmicos em SN e *flares* estelares



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

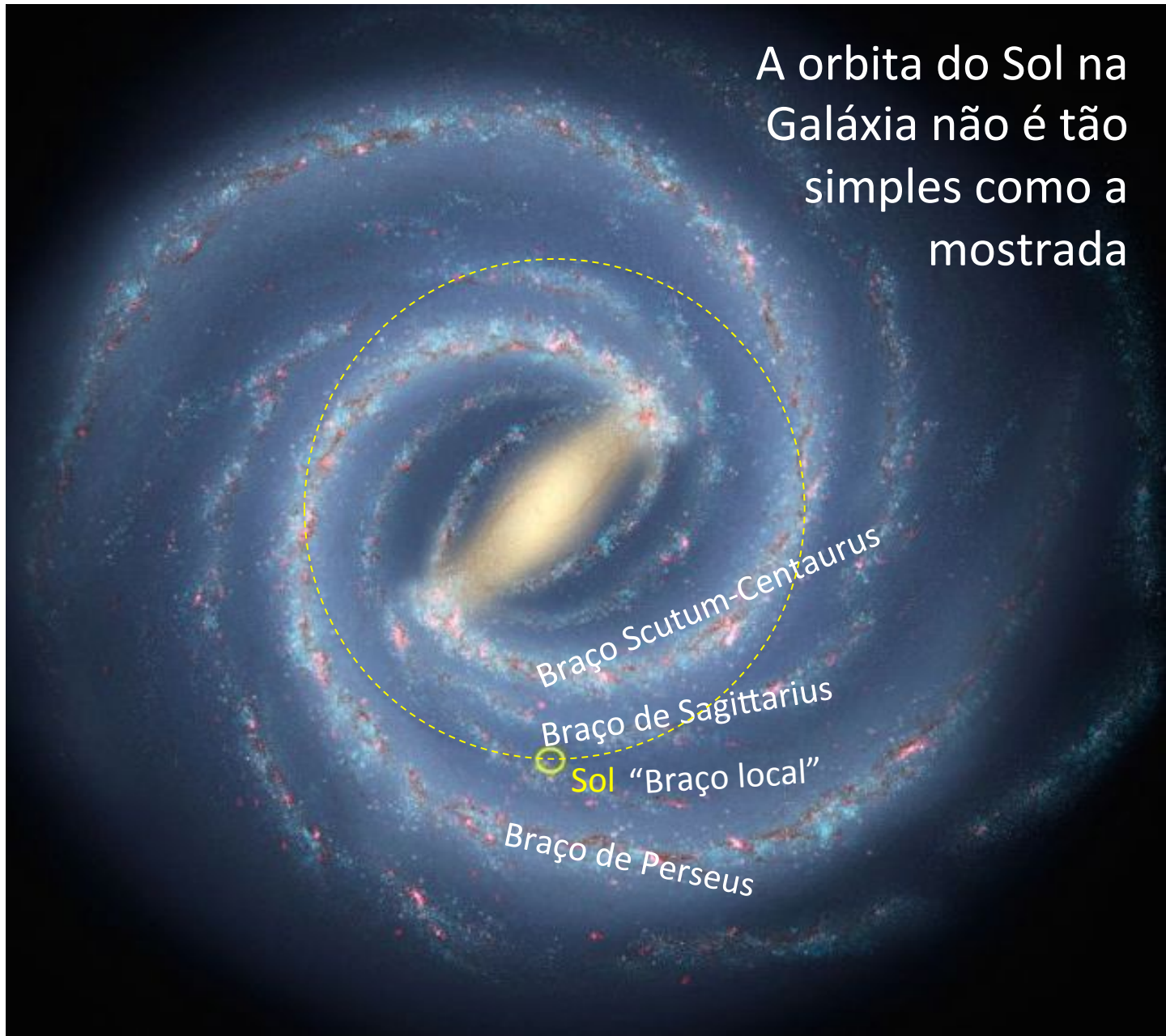


12.2 Formação de estrelas

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

- Perturbações entre as nuvens
- Explosões supernova

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

N: número total de partículas

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

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

μ : 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

ρ_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:**

$$M_c > M_J \text{ ou } R_c > R_J$$

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

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

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 $\rightarrow \rho_0 = m_H n_H = 8,4 \times 10^{-19} \text{ kgm}^{-3}$.

Usando $\mu = 1$ e

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

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 $\text{H}_2 \rightarrow \rho_0 = 2m_H n_{\text{H}_2} = 3 \times 10^{-17} \text{ kgm}^{-3}$ 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.

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

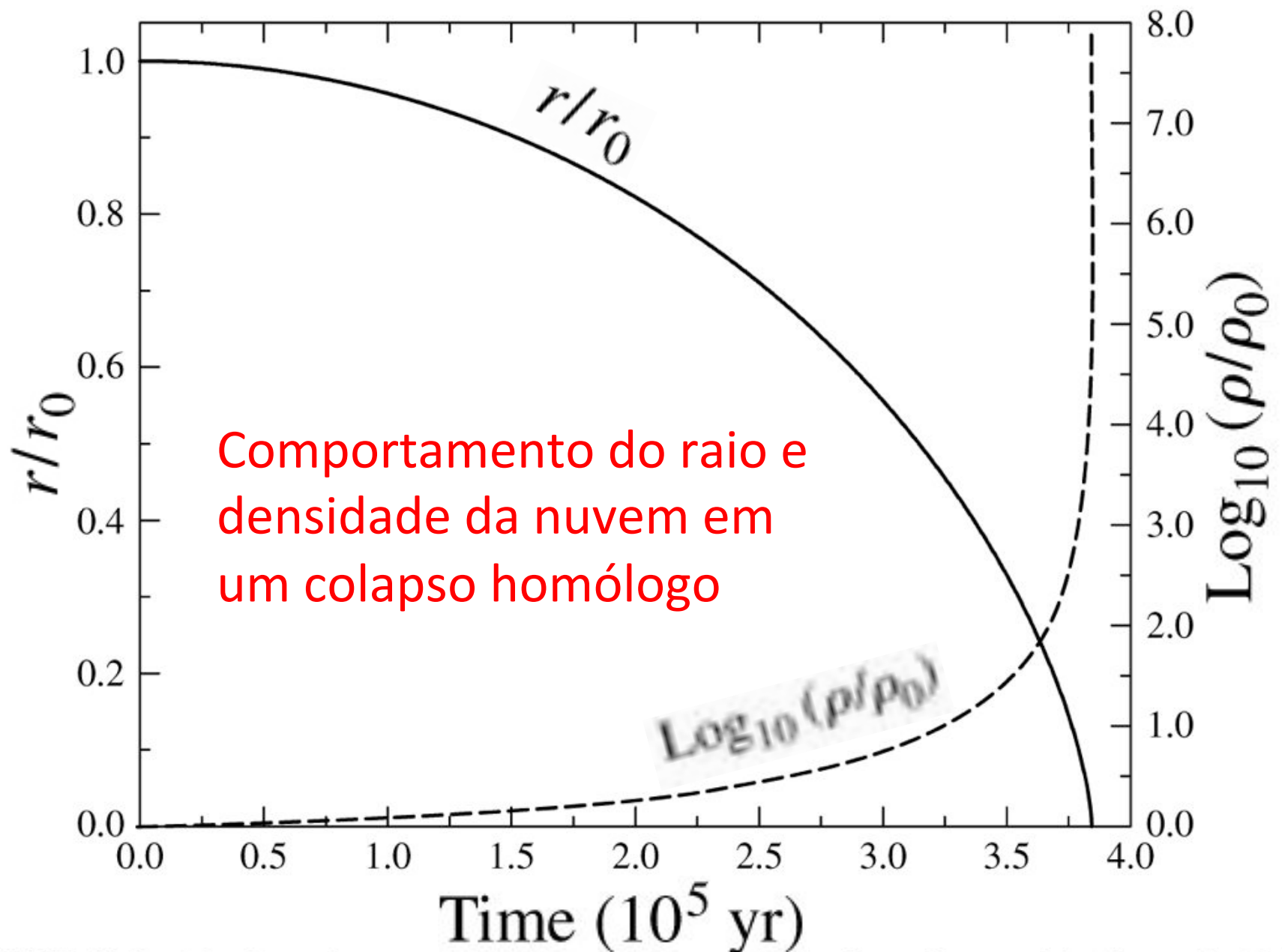
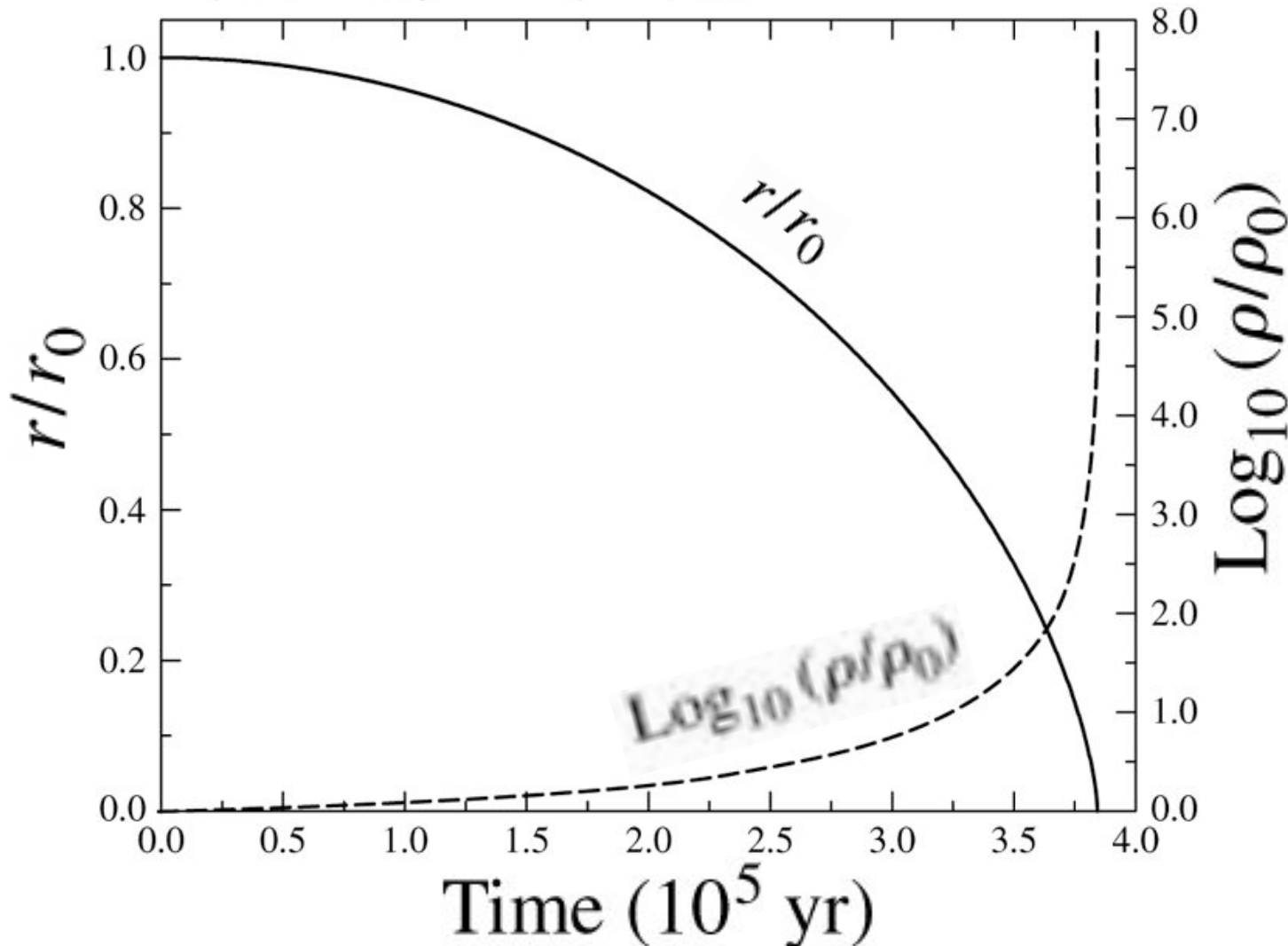


FIGURE 12.8 The homologous collapse of a molecular cloud, as discussed in Example 12.2.2. r/r_0 is shown as the solid line and $\log_{10}(\rho/\rho_0)$ is shown as the dashed line. The initial density of the cloud was $\rho_0 = 3 \times 10^{-17} \text{ kg m}^{-3}$ and the free-fall time is 3.8×10^5 yr.

Fragmentação de nuvem em colapso isotérmico

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

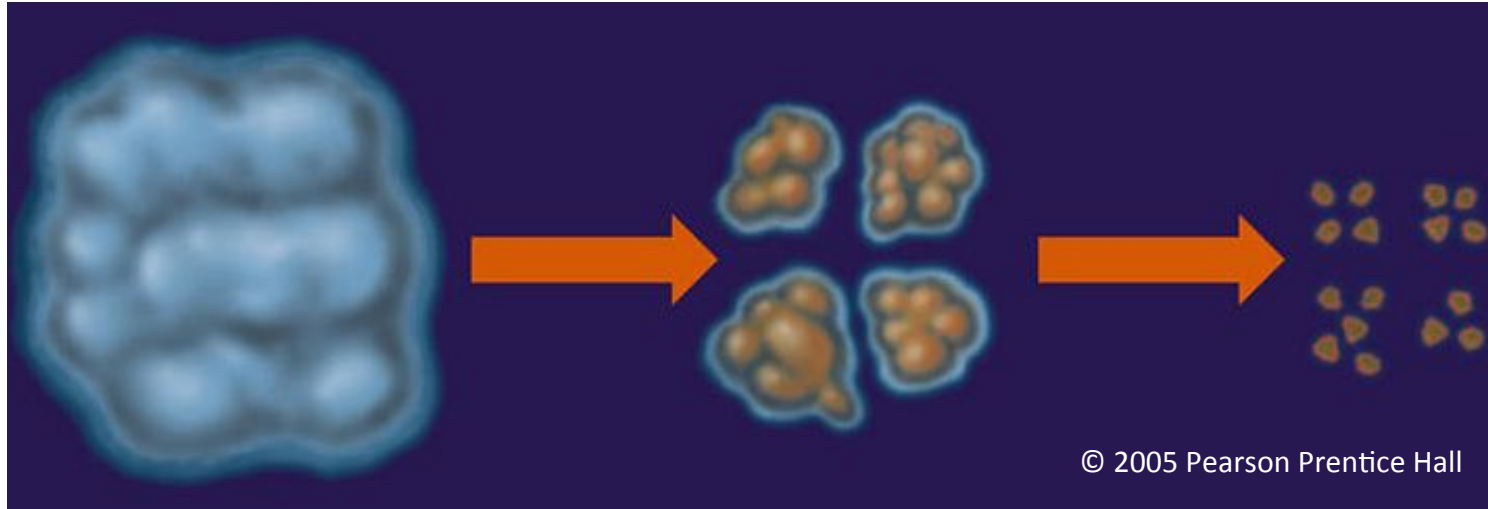
$T \sim$ constante durante o colapso
e ρ aumenta $\rightarrow M_J$ diminui



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 ρ



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

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 da radiação, $0 < e < 1$.

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 μ . 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 :

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

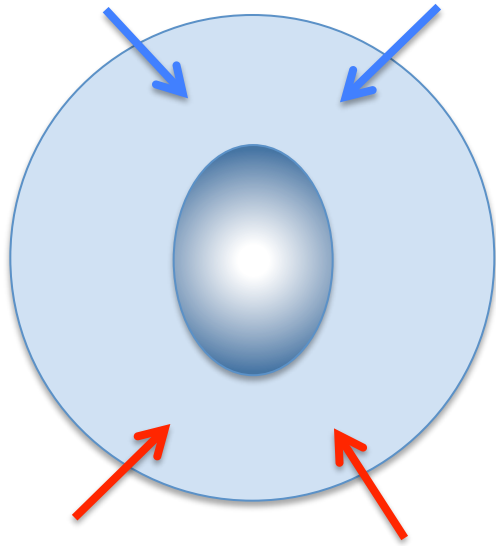
Example 12.2.3. For the dense core considered in Examples 12.2.1 and 12.2.2, if the dense core has a magnetic field of 100 nT threading through it, and if it has a radius of 0.1 pc, the magnetic critical mass would be $M_B \simeq 70 M_{\odot}$, implying that a dense core of mass $10 M_{\odot}$ would 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 ↑

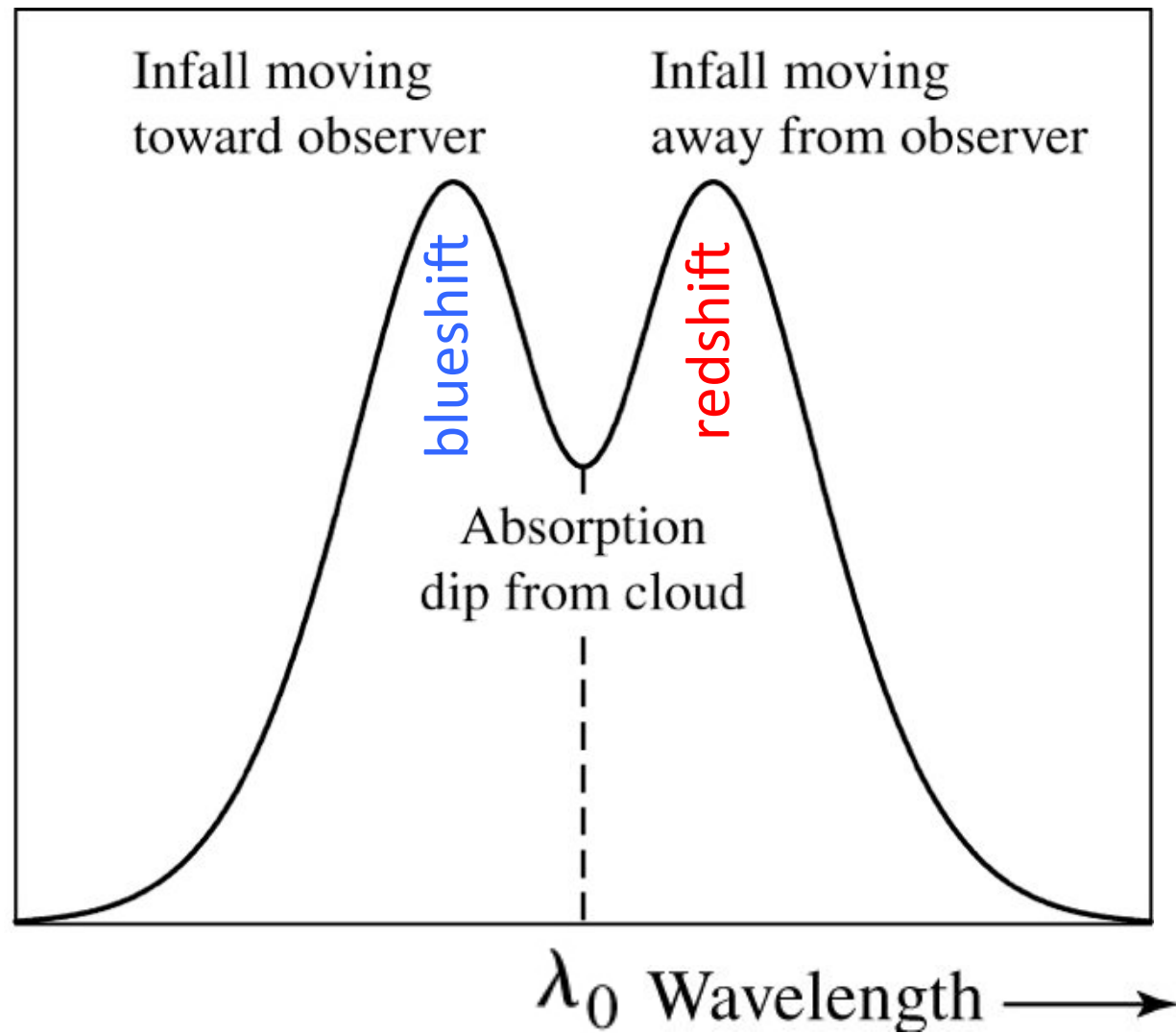


FIGURE 12.10 A line profile of a spherical, infalling cloud. The wings are Doppler shifted due to infalling material. The central absorption is produced by intervening material far from the central collapse. The redshifted wing arises from material in front of the central region moving away from the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