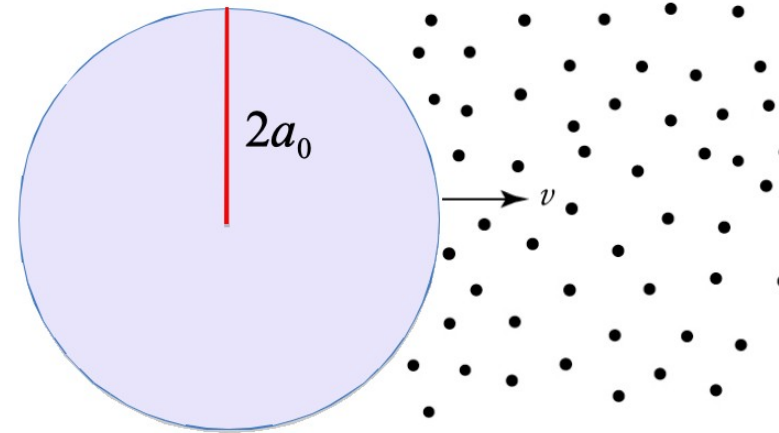
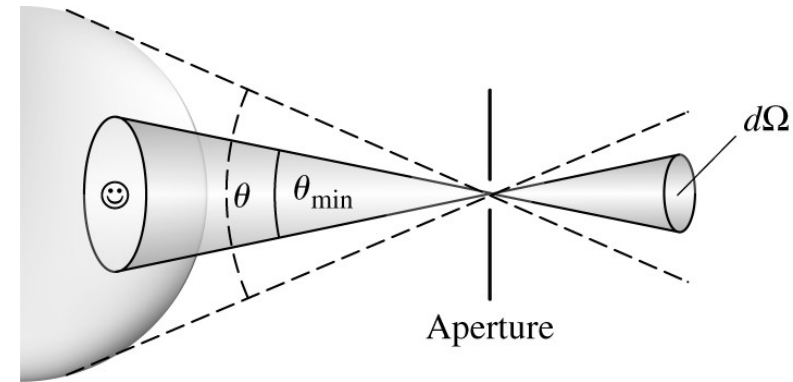


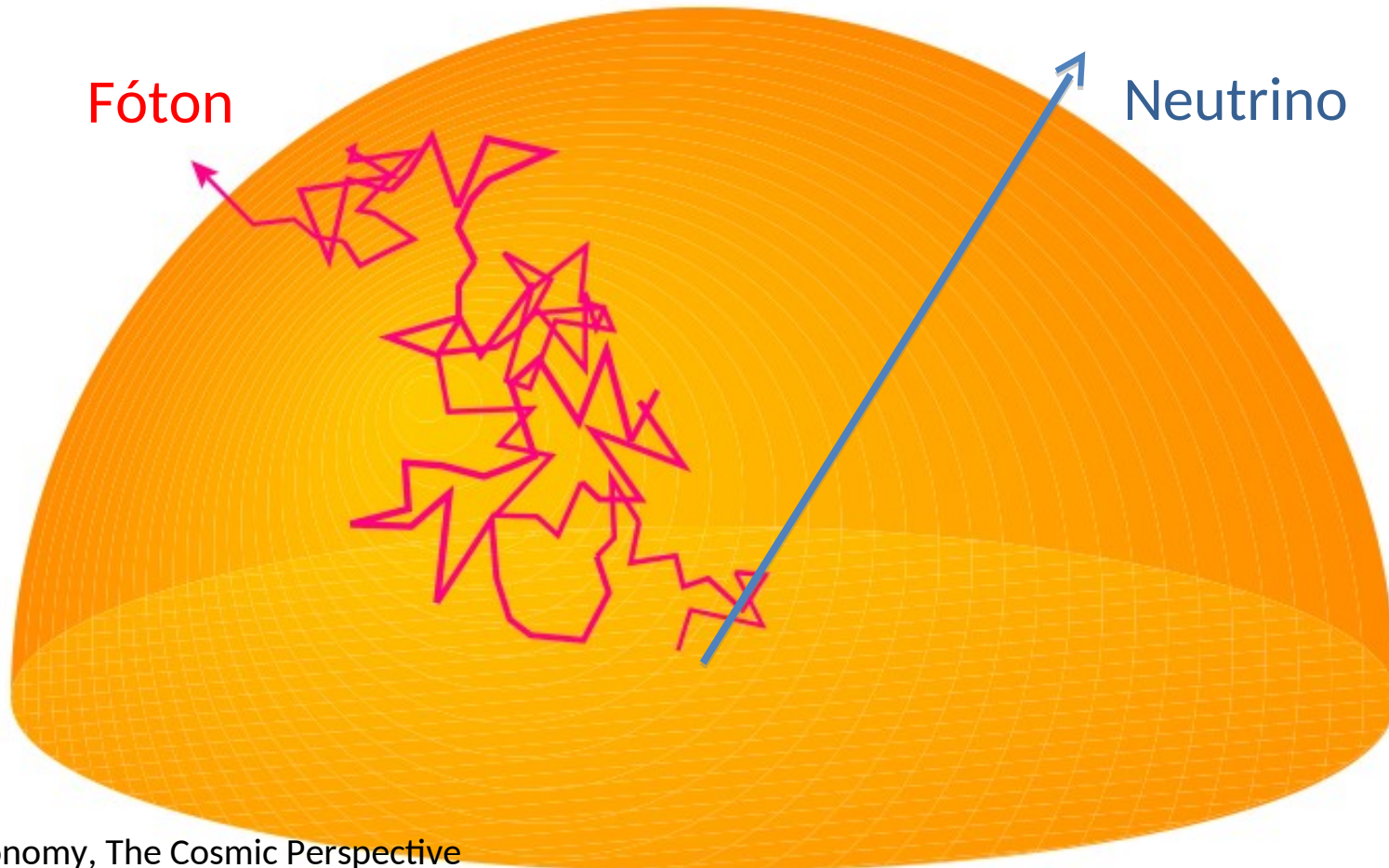
Cap. 9: Atmosferas Estelares

- 9.1 Campo de radiação
- 9.2 Opacidade estelar
 - Equilíbrio termodinâmico local
 - Percurso livre médio dos átomos
 - Opacidade, profundidade óptica
 - Fontes de opacidade
- 9.3 Transferência radiativa
- 9.4 Equação de transferência
- 9.5 O perfil das linhas espectrais

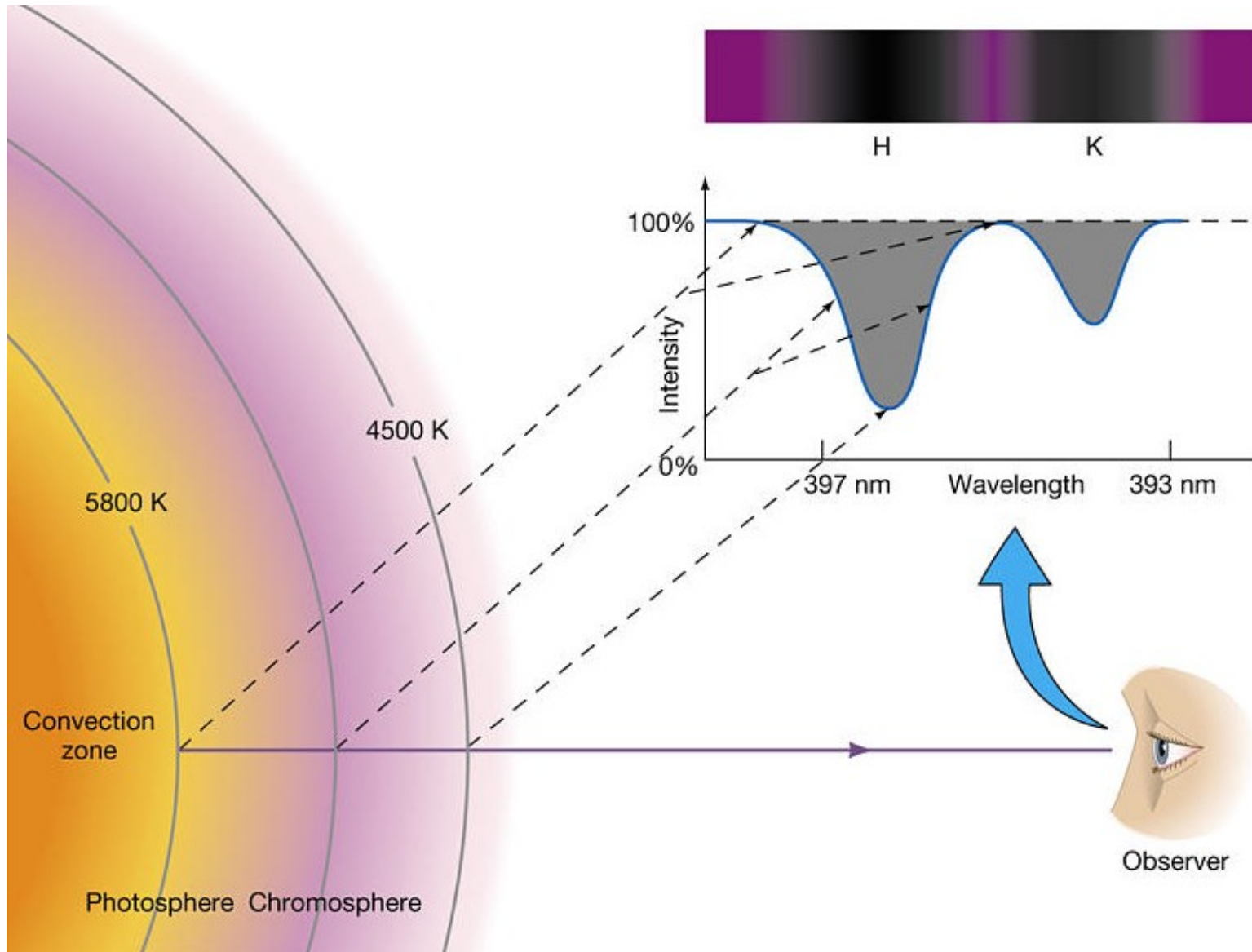


9.1 Campo de radiação

O interior estelar é opaco. A luz que recebemos é da atmosfera da estrela. A temperatura, densidade (pressão) e composição da atmosfera determinam a forma do espectro

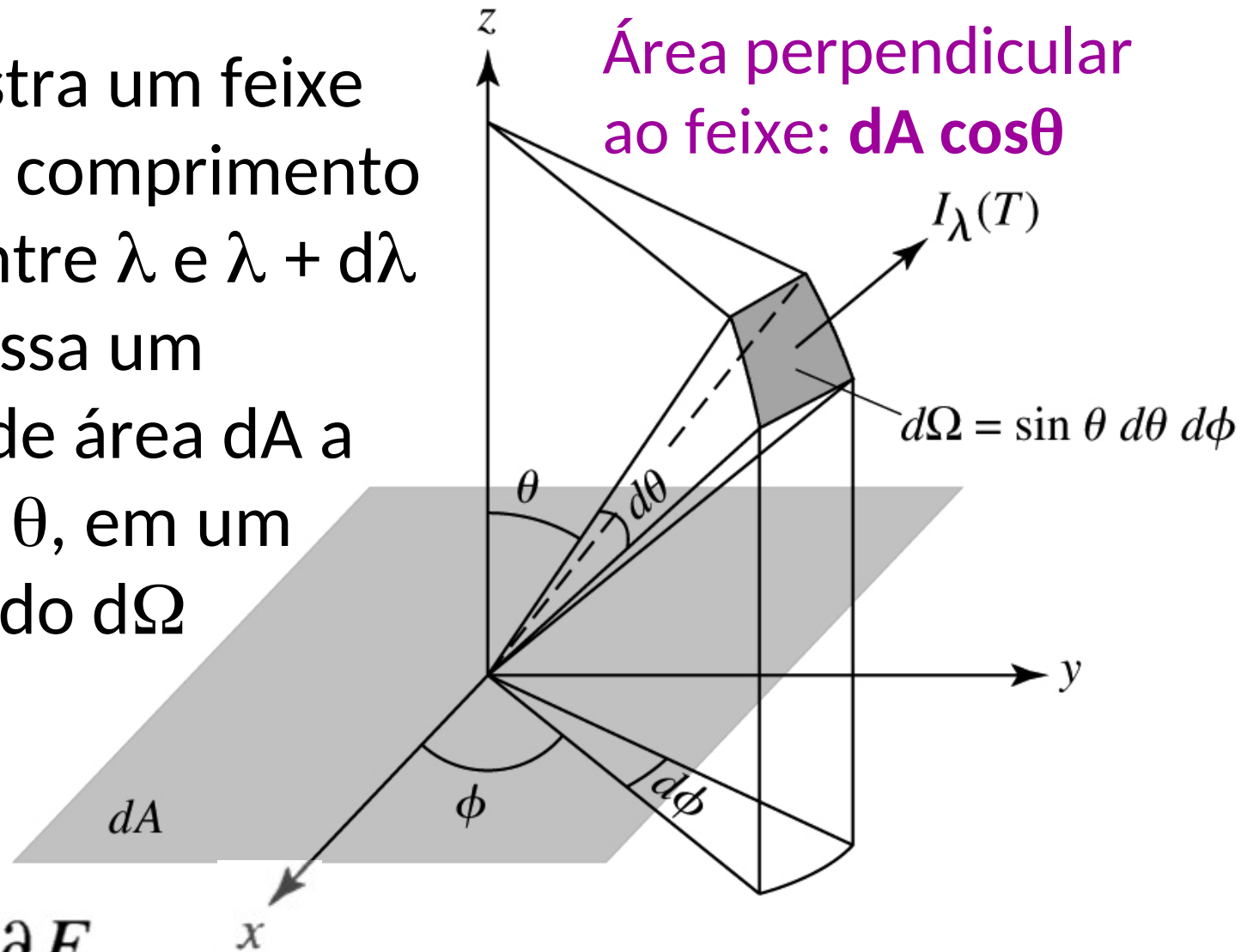


Para interpretar as linhas espectrais, precisamos descrever como a luz viaja através do gás da atmosfera



Nota: falta a emissão da cromosfera no centro da linha.

Figura mostra um feixe de luz com comprimento de onda entre λ e $\lambda + d\lambda$ que atravessa um elemento de área dA a um ângulo θ , em um ângulo sólido $d\Omega$



Definindo:

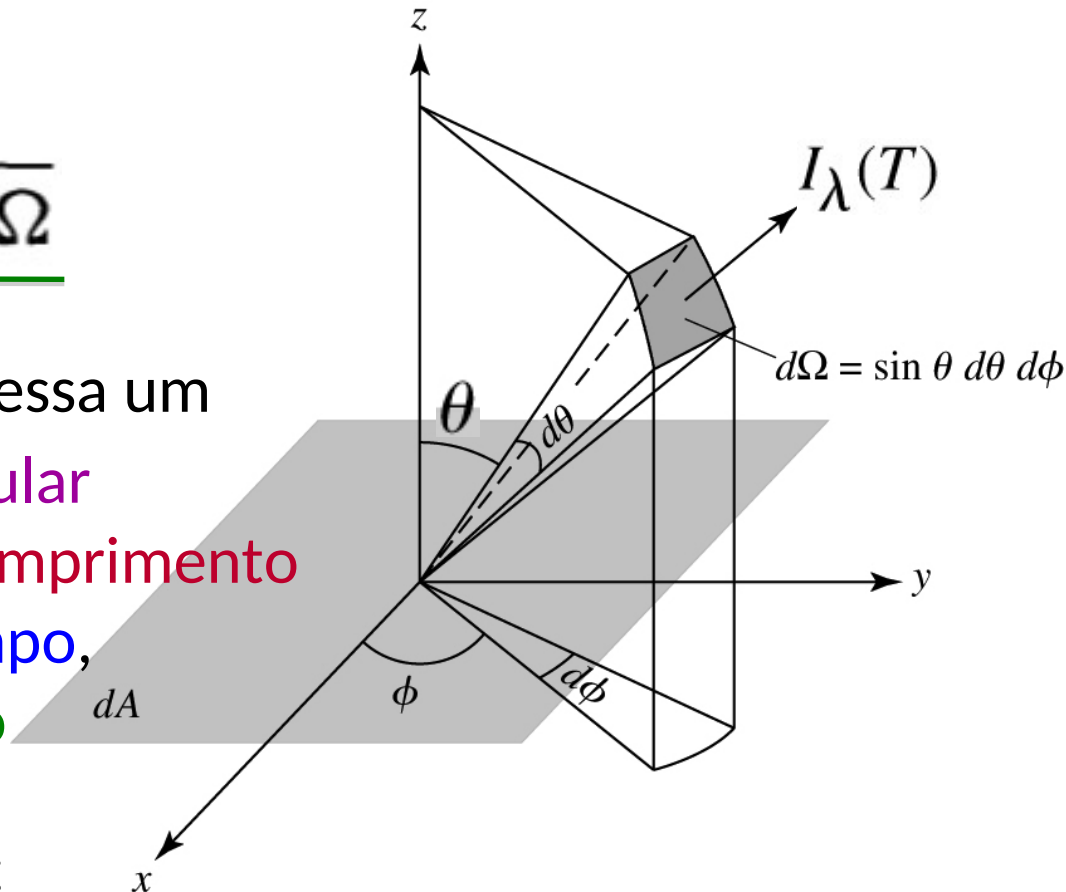
$$E_\lambda \equiv \frac{\partial E}{\partial \lambda} \rightarrow \text{Energia do feixe: } \delta E = E_\lambda d\lambda$$

Quantidade de energia do feixe $\delta E = E_\lambda d\lambda$

Intensidade específica (ou Intensidade):

$$I_\lambda \equiv \frac{E_\lambda d\lambda}{d\lambda dt dA \cos\theta d\Omega}$$

Energia $\delta E (=E_\lambda d\lambda)$ que atravessa um elemento de área perpendicular ($dA \cos\theta$), por unidade de comprimento de onda, por unidade de tempo, por unidade de ângulo sólido



Unidades da intensidade:

$\text{erg m}^{-2} \text{s}^{-1} \text{nm}^{-1} \text{sr}^{-1}$ ou $\text{W m}^{-2} \text{nm}^{-1} \text{sr}^{-1}$

Quantidade de energia do feixe $\delta E = E_\lambda d\lambda$

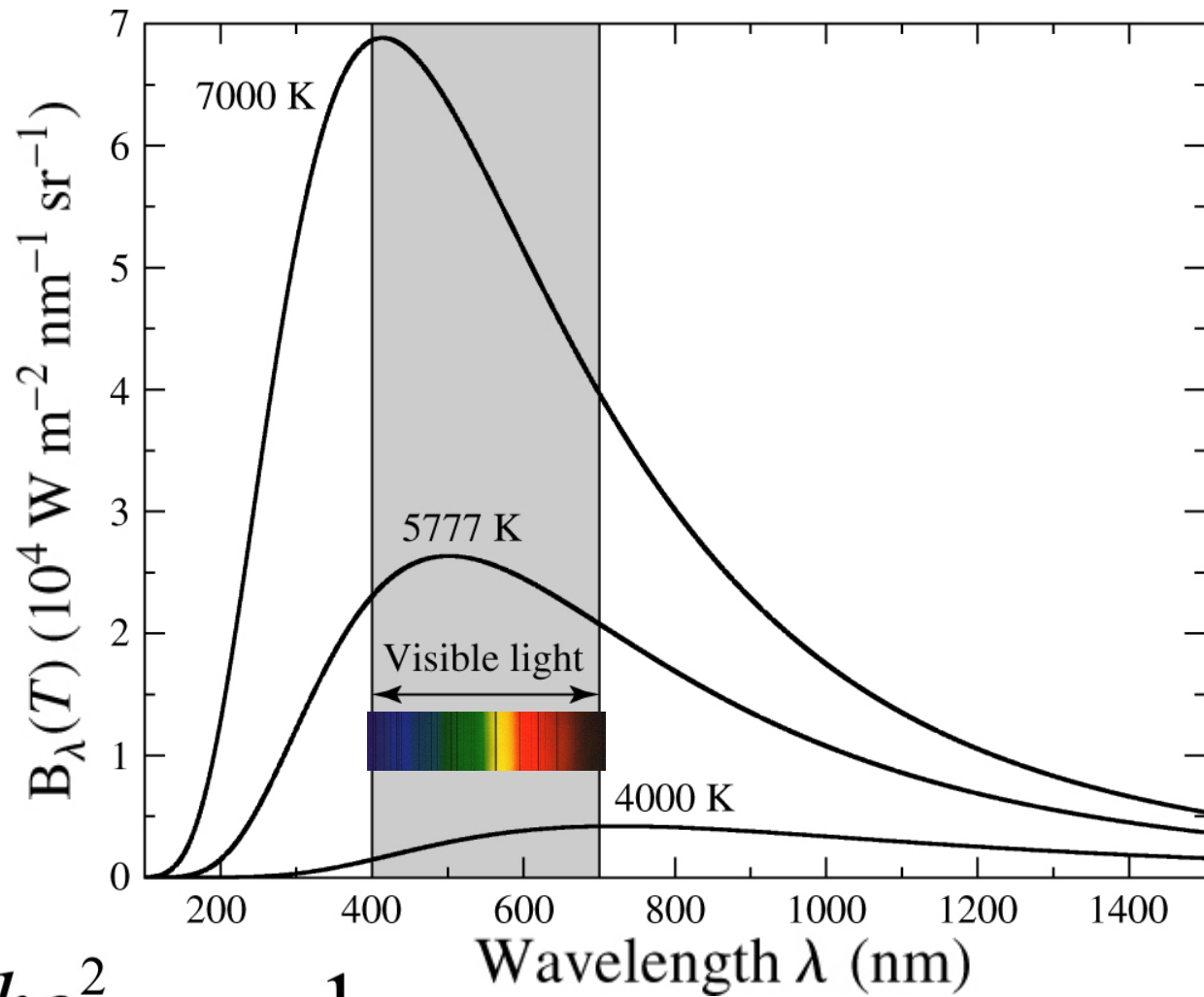
Intensidade específica
(ou Intensidade):

$$I_\lambda \equiv \frac{E_\lambda d\lambda}{d\lambda dt dA \cos\theta d\Omega}$$

Energia $\delta E (=E_\lambda d\lambda)$ que atravessa um elemento de área perpendicular ($dA \cos\theta$), por unidade de tempo, por unidade de comprimento de onda, por unidade de ângulo sólido

$$\begin{aligned} \text{Energia } \delta E &= E_\lambda d\lambda = I_\lambda d\lambda dt dA \cos\theta d\Omega \\ &= I_\lambda d\lambda dt dA \cos\theta \sin\theta d\theta d\phi \end{aligned}$$

Radiação de corpo negro é exemplo de intensidade específica



$$I_\lambda = B_\lambda(T) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{(hc/\lambda kT)} - 1}$$

Intensidade media $\langle I_\lambda \rangle$ (ou J_λ)

$$\begin{aligned}\langle I_\lambda \rangle &\equiv \frac{1}{4\pi} \int I_\lambda d\Omega \\ &= \frac{1}{4\pi} \int_{\phi=0}^{2\pi} \int_{\theta=0}^{\pi} I_\lambda \sin \theta d\theta d\phi\end{aligned}$$

Em um caso isotrópico: $\langle I_\lambda \rangle = I_\lambda$

A radiação de corpo negro é isotrópica: $\langle I_\lambda \rangle = B_\lambda$

Fluxo específico

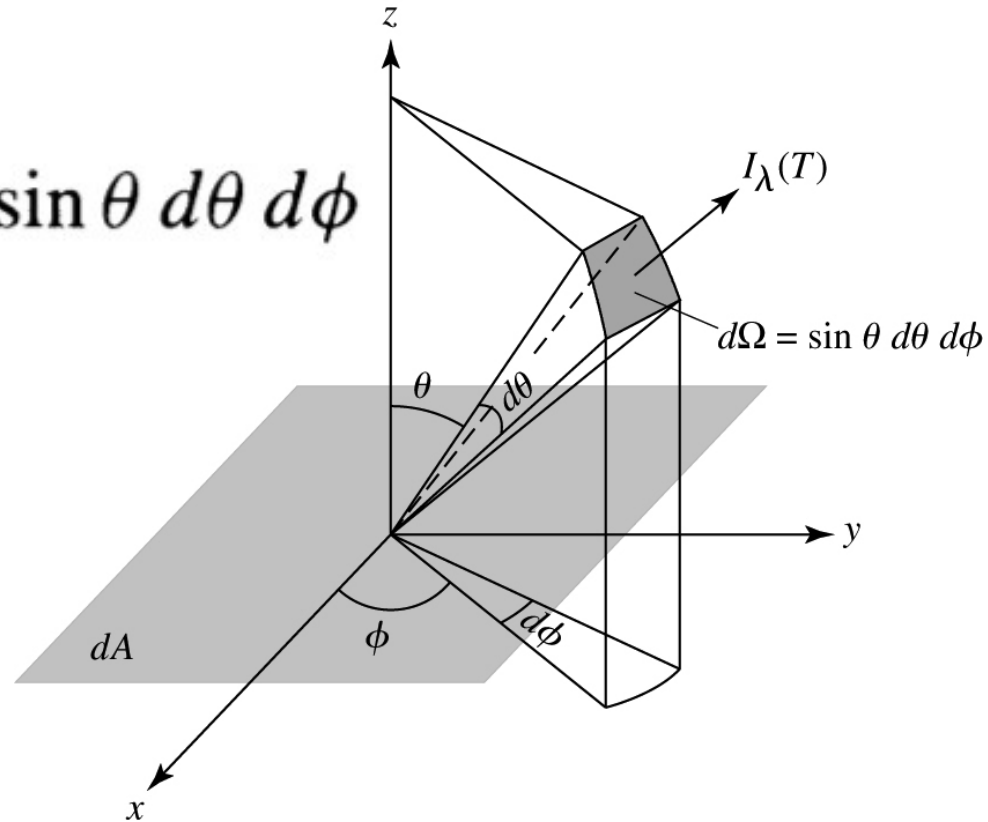
Fluxo passando na direção do eixo-z

$$F_\lambda d\lambda = \int I_\lambda d\lambda \cos \theta d\Omega$$

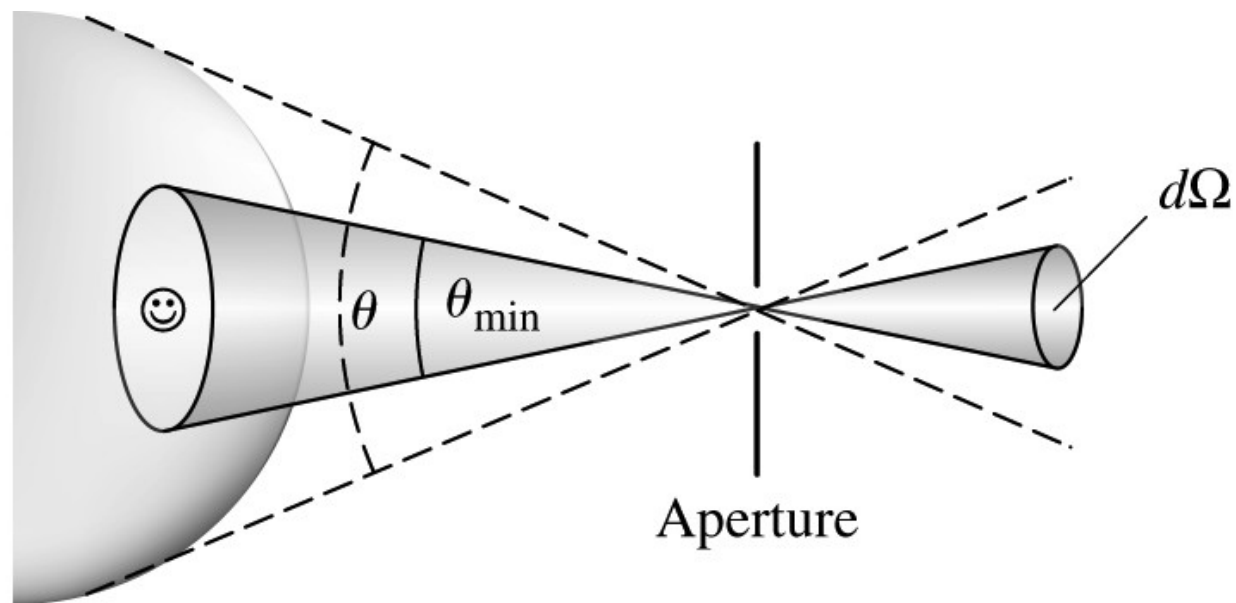
$$= \int_{\phi=0}^{2\pi} \int_{\theta=0}^{\pi} I_\lambda d\lambda \cos \theta \sin \theta d\theta d\phi$$

$$F_\lambda = \frac{\delta E}{\Delta A \Delta t \Delta \lambda} = \frac{E_\lambda d\lambda}{\Delta A \Delta t \Delta \lambda}$$

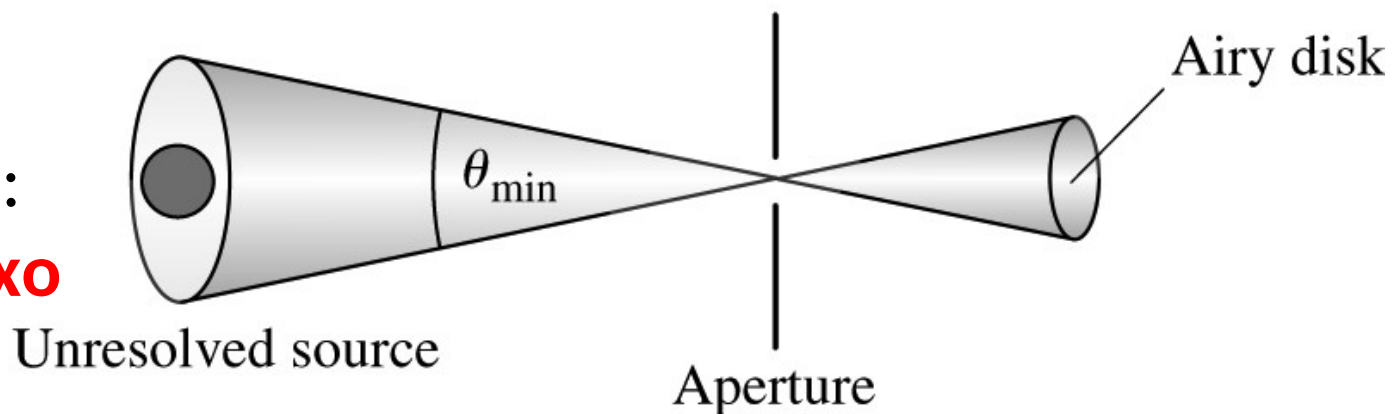
$$I_\lambda \equiv \frac{E_\lambda d\lambda}{d\lambda dt dA \cos \theta d\Omega}$$



Fonte resolvida
espacialmente:
**medida de
intensidade
específica**

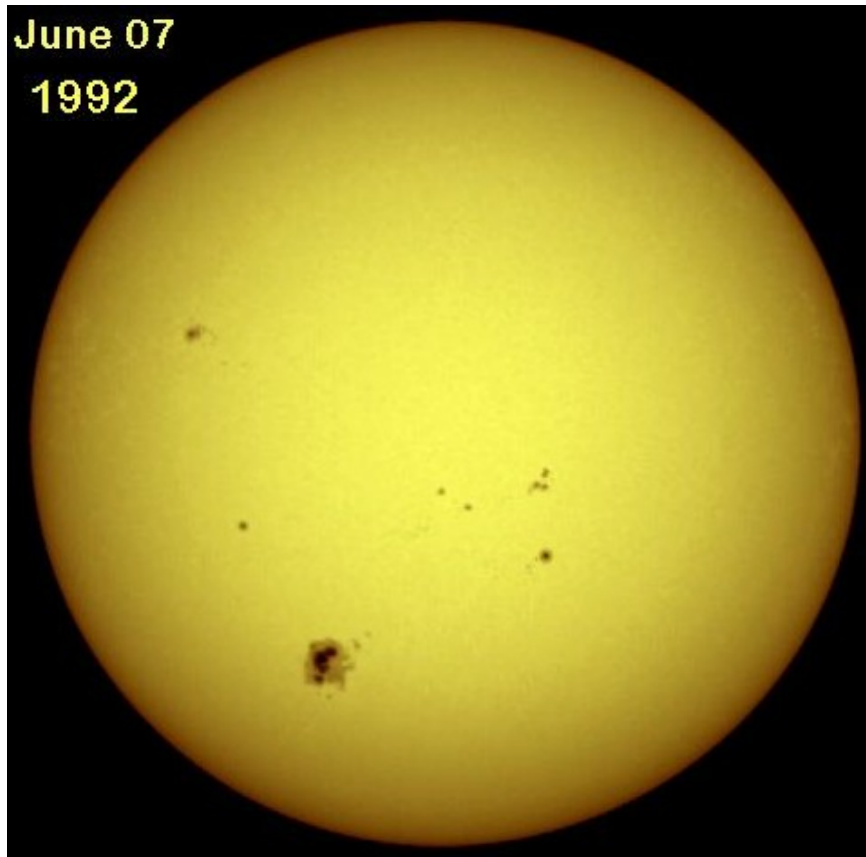


Fonte não
resolvida
espacialmente:
medida de fluxo



Intensidade específica vs. Fluxo

- Sol: é possível medir intensidade específica
- Estrelas: medida de fluxo



<http://solarscience.msfc.nasa.gov/surface.shtml>



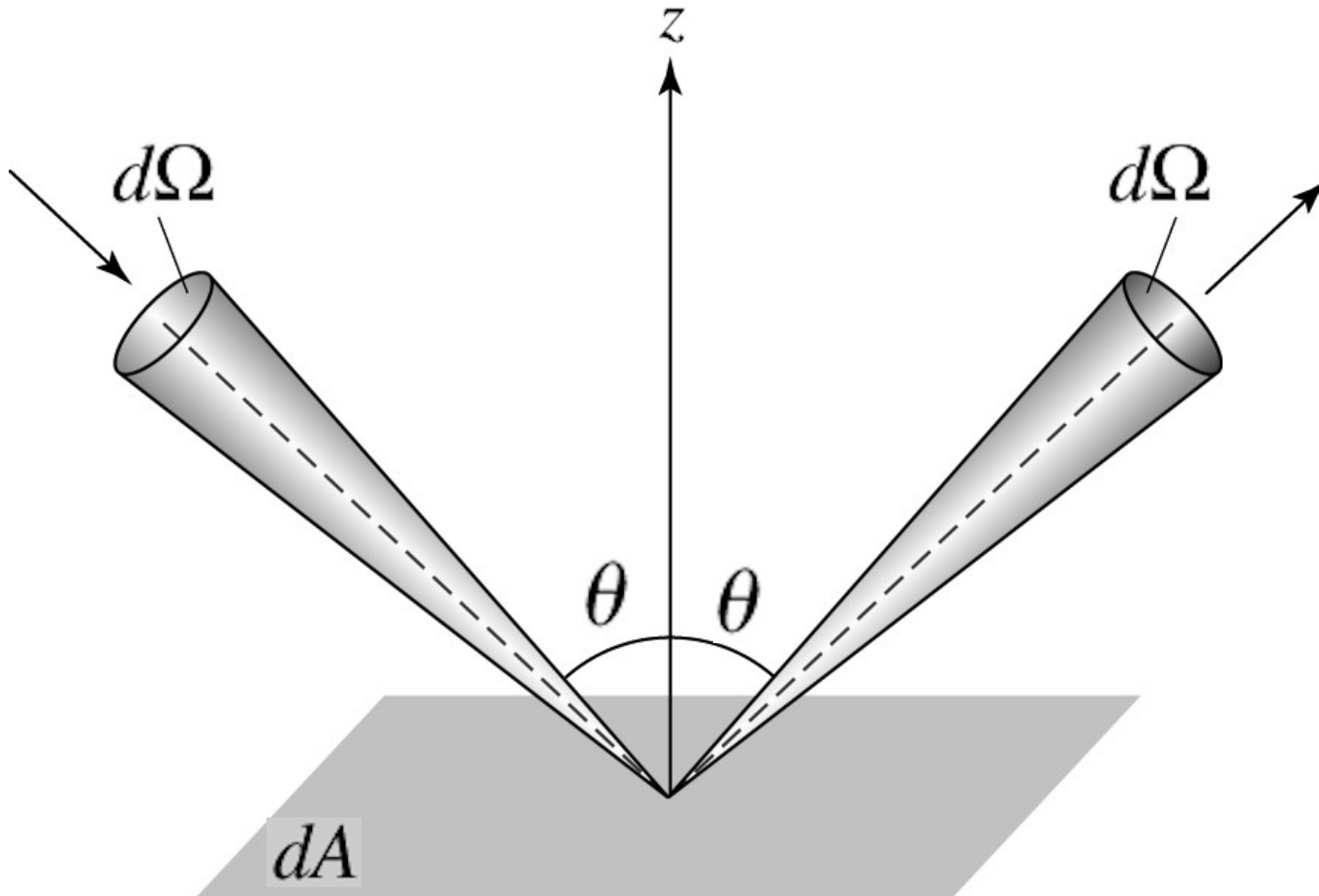
<http://www.twanight.org/newtwan/photos.asp?ID=3001503>

Pressão de radiação

Fóton
carrega
momento

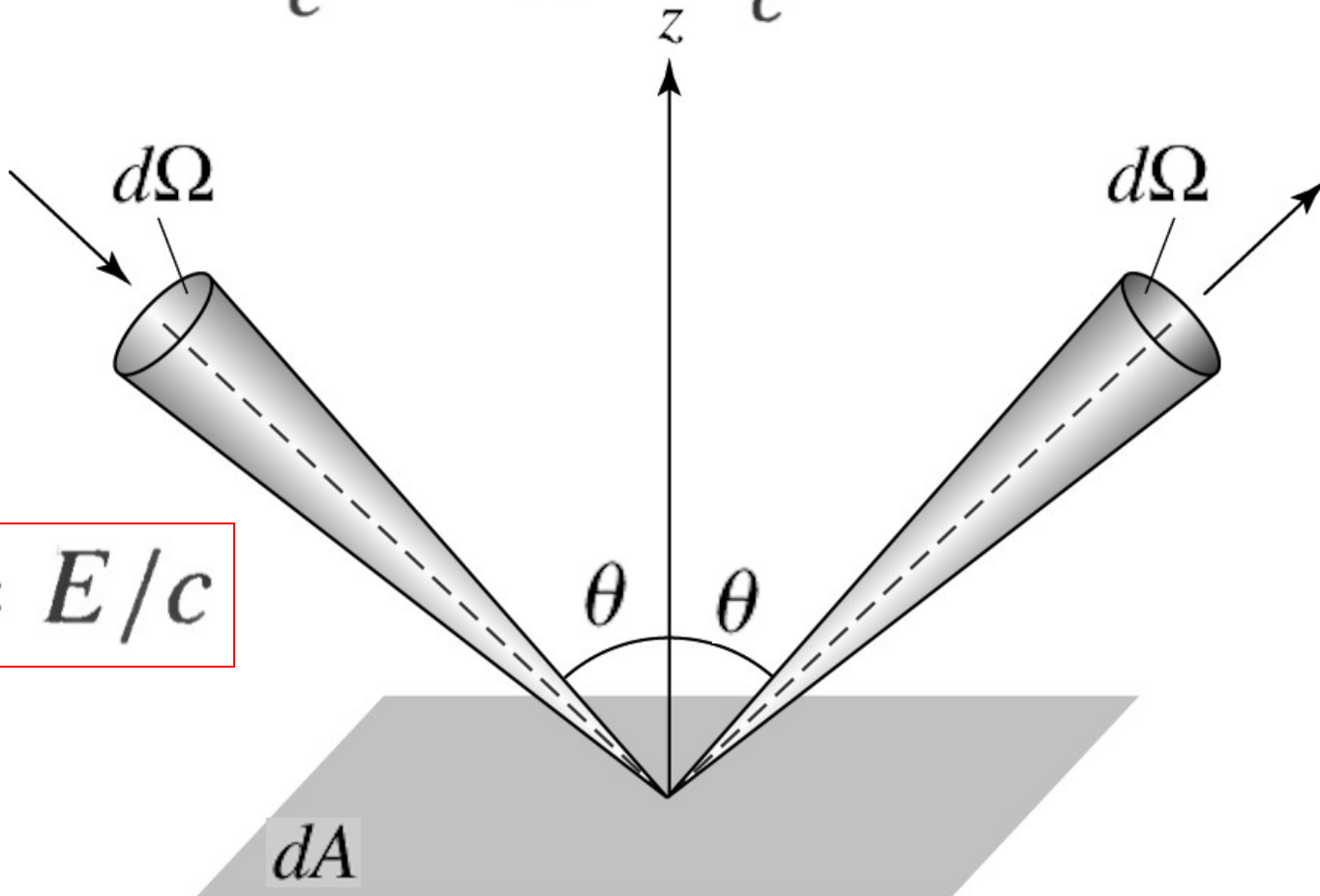
$$p = E/c$$

$$dp_\lambda d\lambda = \left[(p_\lambda)_{\text{final},z} - (p_\lambda)_{\text{initial},z} \right] d\lambda$$



$$dp_\lambda d\lambda = \left[\frac{E_\lambda \cos \theta}{c} - \left(-\frac{E_\lambda \cos \theta}{c} \right) \right] d\lambda$$

$$= \frac{2 E_\lambda \cos \theta}{c} d\lambda = \frac{2}{c} I_\lambda d\lambda dt dA \cos^2 \theta d\Omega$$

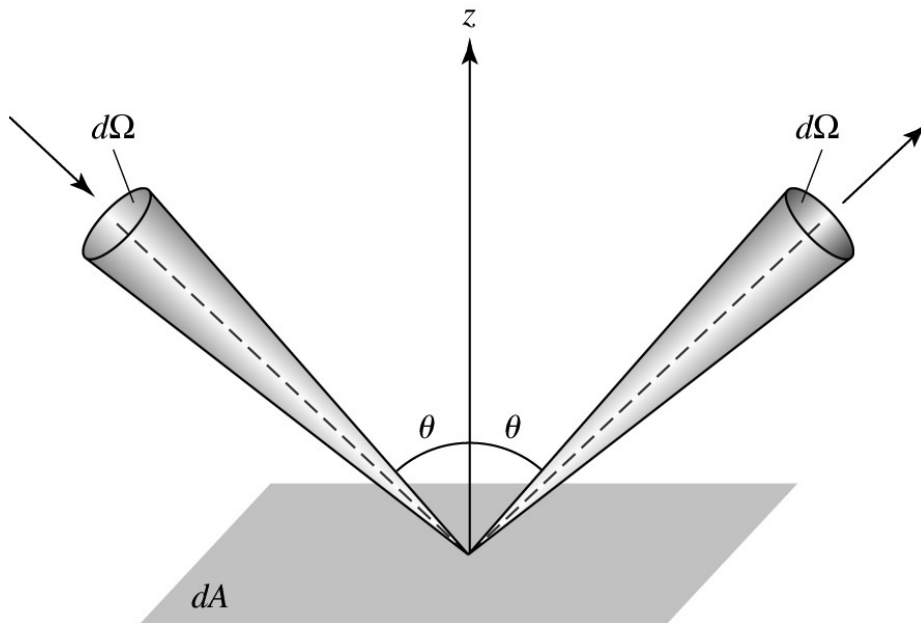


$$p = E/c$$

Integrando no hemisfério dos fótons incidentes na superfície A:

$$P_{\text{rad},\lambda} d\lambda = \frac{2}{c} \int_{\text{hemisphere}} I_{\lambda} d\lambda \cos^2 \theta d\Omega \quad (\text{reflection})$$

$$= \frac{2}{c} \int_{\phi=0}^{2\pi} \int_{\theta=0}^{\pi/2} I_{\lambda} d\lambda \cos^2 \theta \sin \theta d\theta d\phi.$$



Para transmissão,
não existe o fator 2

Pressão total integrando em todo o Ω

$$P_{\text{rad},\lambda} d\lambda = \frac{1}{c} \int_{\text{sphere}} I_{\lambda} d\lambda \cos^2 \theta d\Omega \quad (\text{transmission})$$

$$= \frac{1}{c} \int_{\phi=0}^{2\pi} \int_{\theta=0}^{\pi} I_{\lambda} d\lambda \cos^2 \theta \sin \theta d\theta d\phi$$

$$= \frac{4\pi}{3c} I_{\lambda} d\lambda \quad (\text{isotropic radiation field}).$$

Pressão total por fótons de todos os λ :

$$P_{\text{rad}} = \int_0^{\infty} P_{\text{rad},\lambda} d\lambda$$

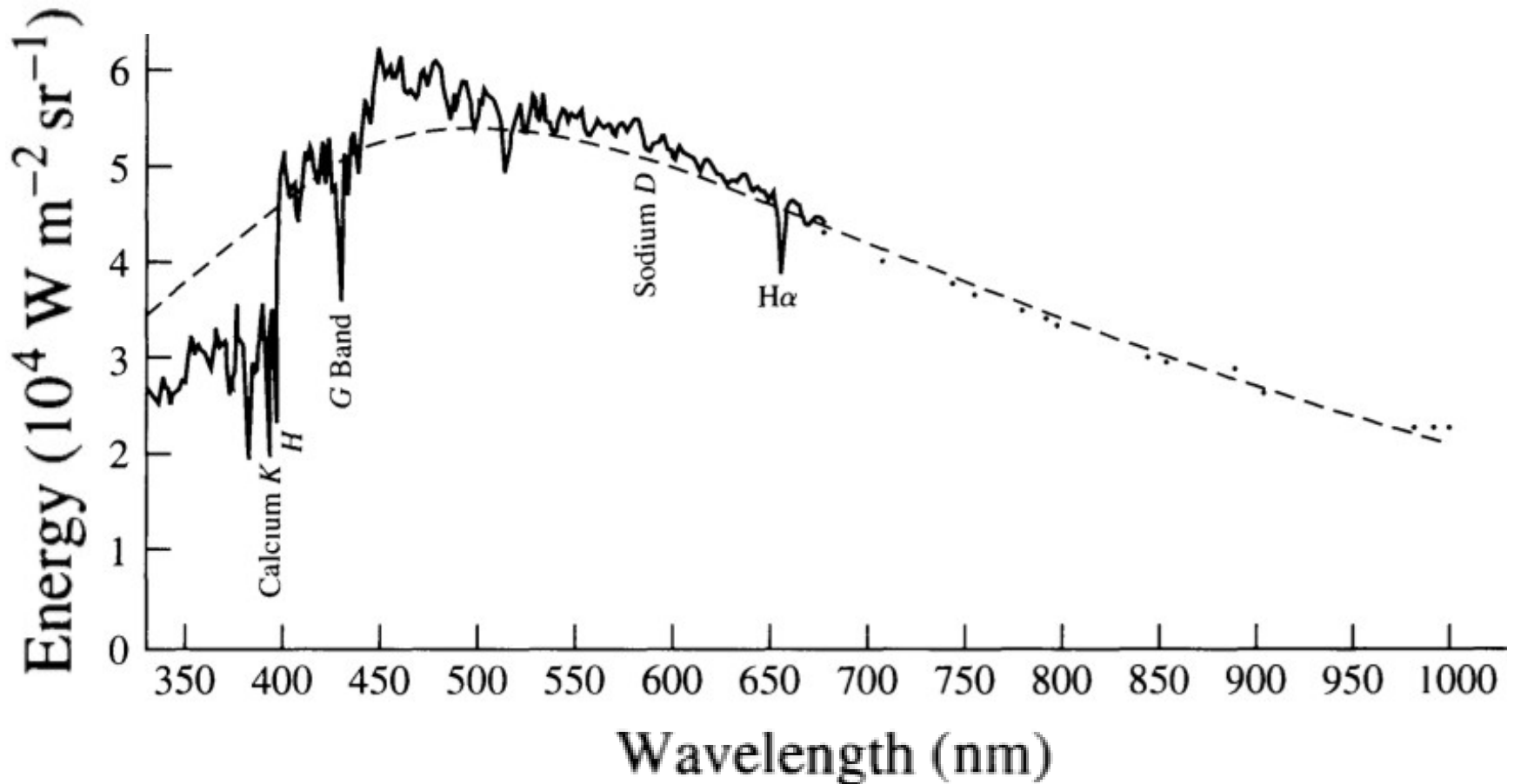
Para radiação de corpo negro:

$$P_{\text{rad}} = \frac{4\pi}{3c} \int_0^{\infty} B_{\lambda}(T) d\lambda = \frac{4\sigma T^4}{3c}$$

Pressão de radiação é muito importante para estrelas quentes

9.2 Opacidade estelar

Atmosfera do Sol remove energia nas linhas de absorção (**line blanketing**) → Sol não é um corpo negro



Temperatura e equilíbrio termodinâmico local

- **Temperatura efetiva:** lei de Stefan-Boltzmann (fluxo na “superfície” da estrela) $F_{\text{surf}} = \sigma T_e^4$
- **Temperatura de excitação** (equação de Boltzmann) $\frac{N_b}{N_a} = \frac{g_b}{g_a} e^{-(E_b - E_a)/kT}$
- **Temperatura de ionização** (eq. Saha) $\frac{N_{i+1}}{N_i} = \frac{2Z_{i+1}}{n_e Z_i} \left(\frac{2\pi m_e kT}{h^2} \right)^{3/2} e^{-\chi_i/kT}$
- **Temperatura cinética** (Maxwell-Boltzmann) $n_v dv = n \left(\frac{m}{2\pi kT} \right)^{3/2} e^{-mv^2/2kT} 4\pi v^2 dv$
- **Temperatura de cor:** pela cor da estrela devido à sua distribuição de energia

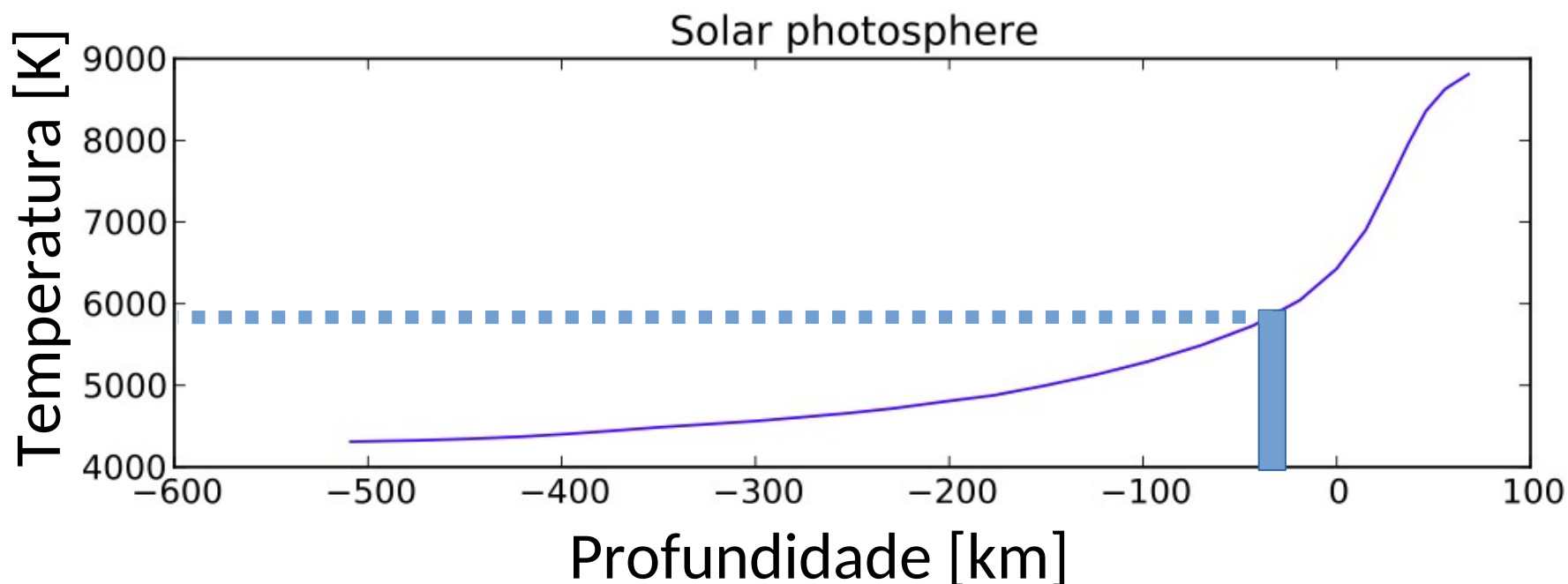
Equilíbrio termodinâmico

Considerando um gás confinado numa “caixa ideal” → partículas do gás e a radiação de corpo negro em equilíbrio podem ser descritas por uma temperatura

- Não existe fluxo neto de energia
- Cada processo ocorre na mesma razão que seu processo inverso (absorção e emissão de fótons)
- No entanto, existe um fluxo de energia e a temperatura na atmosfera estelar varia → não existe equilíbrio termodinâmico perfeito

Equilíbrio Termodinâmico Local (ETL):

Equilíbrio termodinâmico em uma determinada camada de temperatura aproximadamente constante



Exemplo 9.2.1 A temperatura da fotosfera solar muda em escalas $H_T \sim 100\text{km}$. Como essa distância se compara com o percurso livre médio de um átomo?

Example 9.2.1. The photosphere is the surface layer of the Sun's atmosphere where the photons can escape into space (see page 253 and Section 11.2). According to a model solar atmosphere (see Cox, page 348), the temperature in one region of the photosphere varies from 5580 K to 5790 K over a distance of 25.0 km. The characteristic distance over which the temperature varies, called the *temperature scale height*, H_T , is given by

$$H_T \equiv \frac{T}{|dT/dr|} = \frac{5685 \text{ K}}{(5790 \text{ K} - 5580 \text{ K})/(25.0 \text{ km})} = 677 \text{ km}$$

A temperatura média $(5580 + 5790)/2$ foi adotada

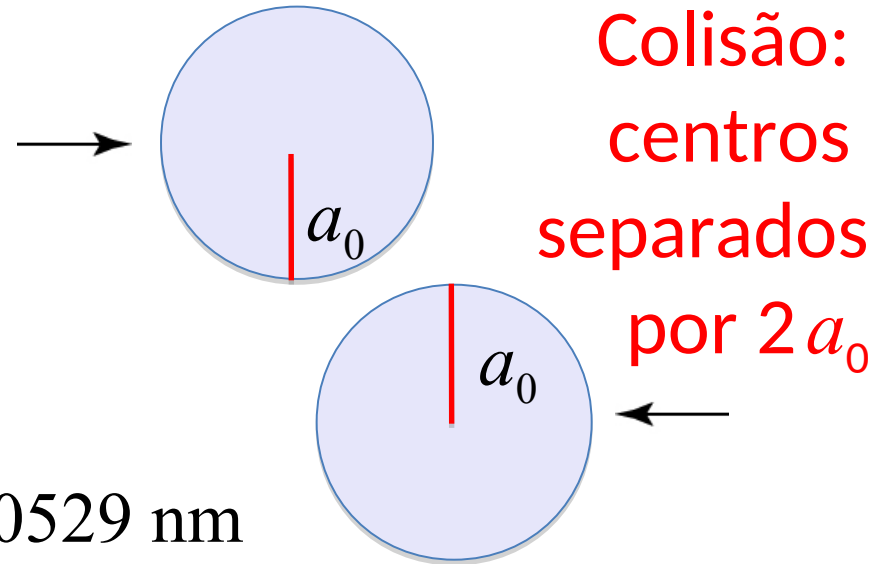
Percurso livre médio de um átomo

Átomo de Bohr (Cap. 5):

$$r_n = \frac{4\pi\epsilon_0\hbar^2}{\mu e^2} n^2 = a_0 n^2$$

Onde a_0 é o raio de Bohr:

$$a_0 = 5,291772083 \times 10^{-11} \text{ m} = 0,0529 \text{ nm}$$



Percurso livre médio de um átomo

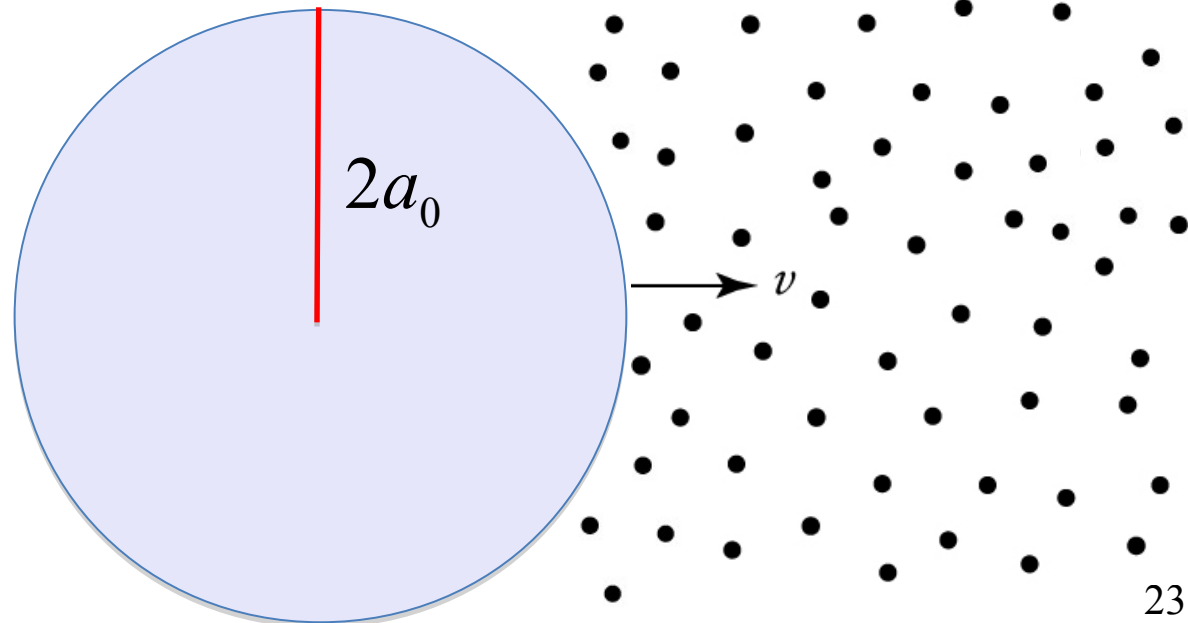
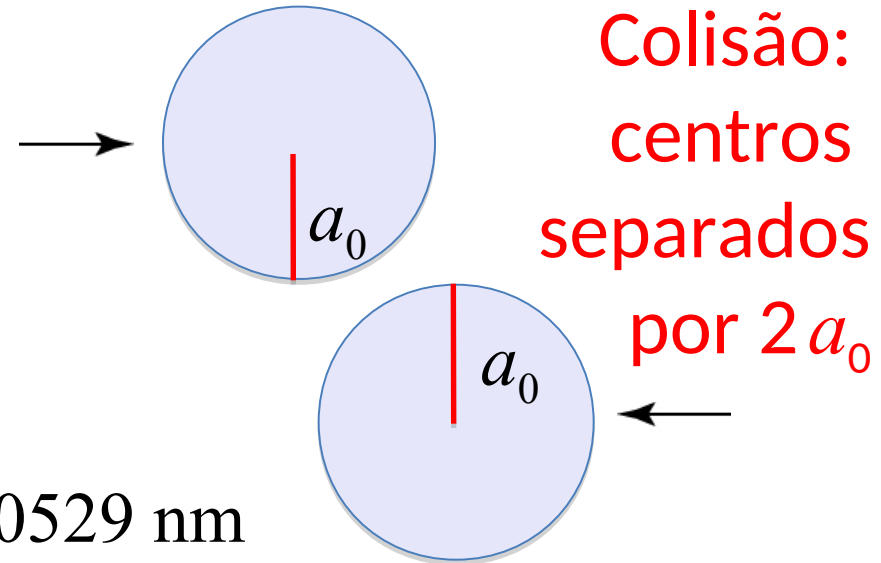
Átomo de Bohr (Cap. 5):

$$r_n = \frac{4\pi\epsilon_0\hbar^2}{\mu e^2} n^2 = a_0 n^2$$

Onde a_0 é o raio de Bohr:

$$a_0 = 5,291772083 \times 10^{-11} \text{ m} = 0,0529 \text{ nm}$$

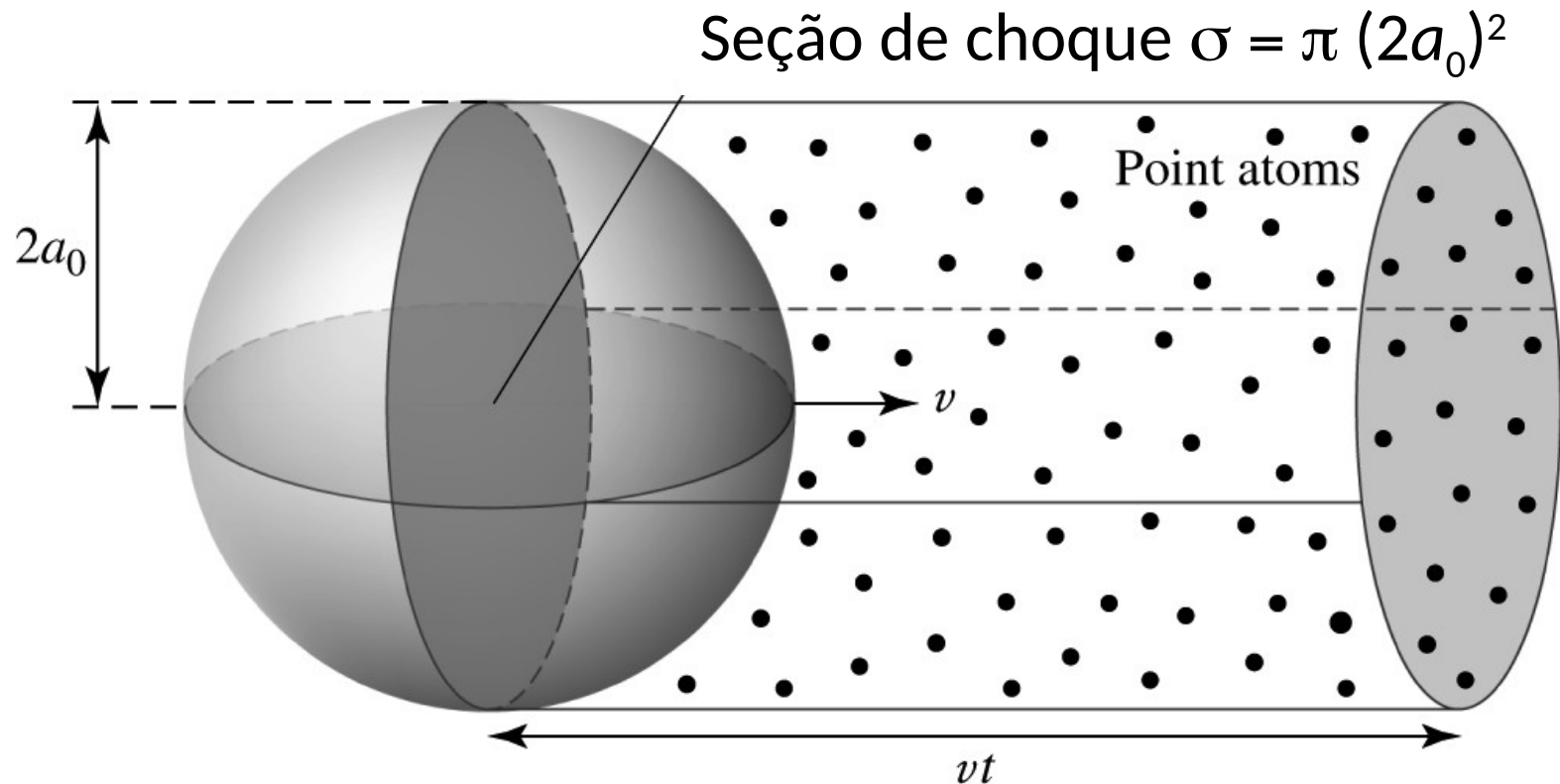
Equivalente:
átomo de H
com raio $2a_0$
(e velocidade v)



Equivalente: átomo de H com raio $2a_0$ (e veloc. v)
(supondo os outros átomos de H como fontes pontuais estacionárias)

Em tempo t , terá percorrido distância $d = v t$

Volume coberto: $V = d \times \sigma = v t \times \pi (2a_0)^2$



Densidade da fotosfera: $\rho = 2.1 \times 10^{-4} \text{ kg m}^{-3}$

Supondo apenas H, o numero de átomos de H/m³:

$$n = \frac{\rho}{m_H} = 1.25 \times 10^{23} \text{ m}^{-3} = \text{\#átomos/V}$$

m_H : massa do átomo de hidrogênio

Numero de átomos de H no volume V: $\text{\#átomos} = nV$

Como $V = d \sigma = v t \sigma \rightarrow \text{\#átomos} = n V = n v t \sigma$

A distância média entre colisões: $\ell = d / \text{\#átomos}$

$$\ell = \frac{v t}{n v t \sigma} = \frac{1}{n \sigma} = 2,27 \times 10^{-4} \text{ m}$$

$$n = 1.25 \times 10^{23} \text{ m}^{-3} \quad \sigma = 3.52 \times 10^{-20} \text{ m}^2$$

$\ell \lll H_T$ (escala de Temperatura na atmosfera)

→ Temperatura ~ constante entre colisões de átomos

E os fótons?