

AST-203-4 | 2026.2
Técnicas Observacionais

Aula 10

Espectroscopia



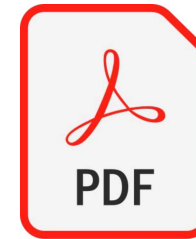
Links úteis



Site do Curso
2026.2 (bloco 2)



Descrição
do curso



Calendário de
aulas e atividades

			Qua	Qui	Sex	Sab
Julho			1	2 Aula 6	3	4
Dom	Seg	Ter	8	9 Feriado	10	11
5	6	7 Prova #1	12	13	14 Aula 7	15
12	13 Entrega Ativ. #1	14	16	17 Aula 8	18	19
19	20	21 Aula 9	22	23 Aula 10	24	25
26	27	28 Aula 11	29	30 Aula 12	31	

Agosto

Dom	Seg	Ter	Qua	Qui	Sex	Sab
2	3	4 Prova #2	5	6 Aula 13	7	8
9	10	11 Aula 14	12	13	14 Noites de Observação	15
	Entrega Ativ. #2					



Bloco 2 - Ted

- ☐ **Aula 7** - 14/07
Telescópios
- ☐ **Aula 8** - 16/07
Detectores
- ☐ **Aula 9** - 21/07
Imageamento e fotometria
- ☐ **Aula 10** - 23/07
Espectroscopia
- ☐ **Aula 11** - 28/07
Processamento de dados
- ☐ **Aula 12** - 30/07
Pedido de tempo
- ☐ **Atividade #2**
Disponibilizada: 28/07
Data de Entrega: 10/08
- ☐ **Prova #2** - 04/08

Espectroscopia

Sugestão de leitura:

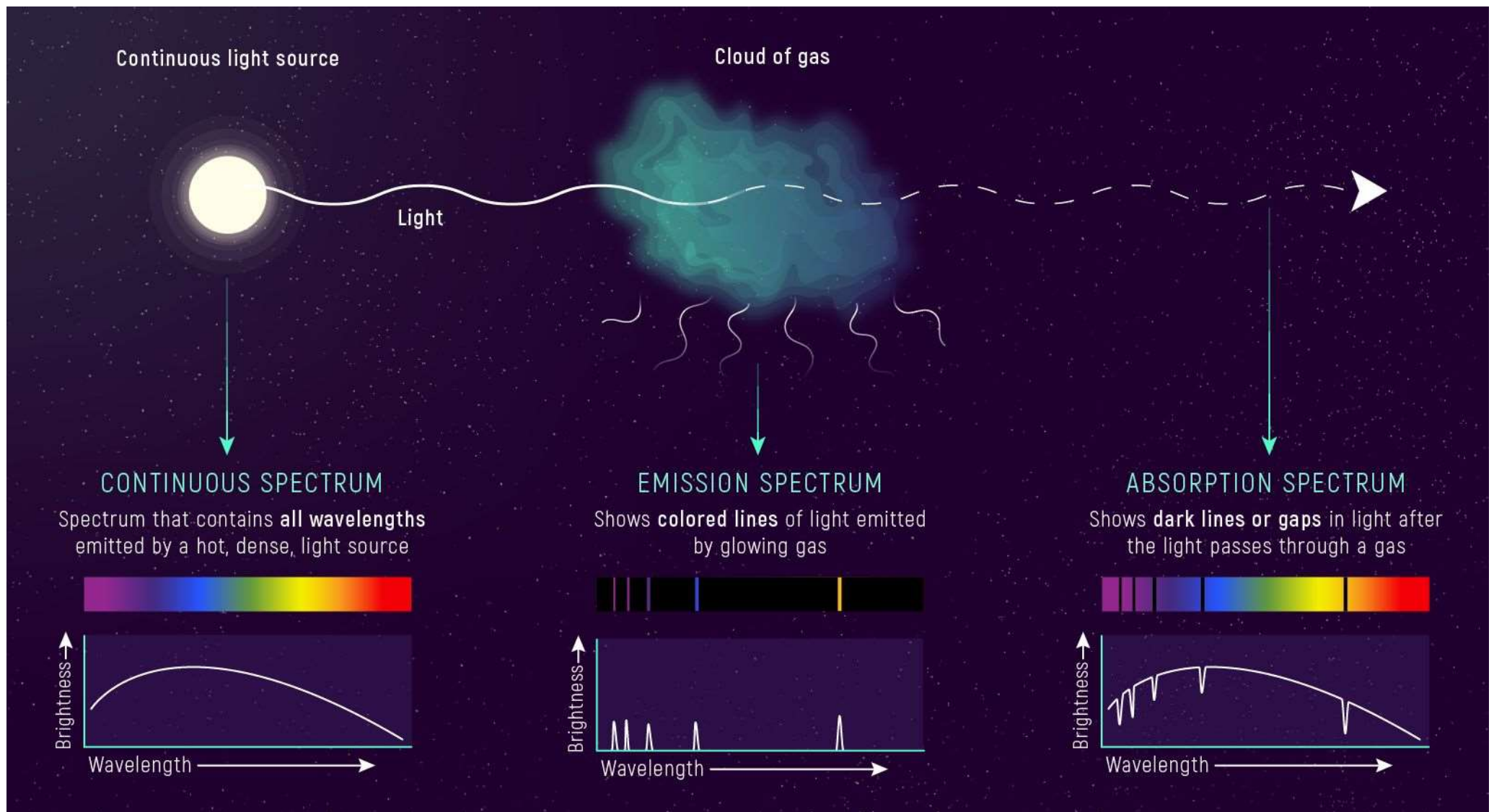
Léna – Cap. 7 (ed. 1) e Cap. 5 (ed. 2)

Kitchin – Cap. 4 (ed. 2)

Redução de espectros no óptico:

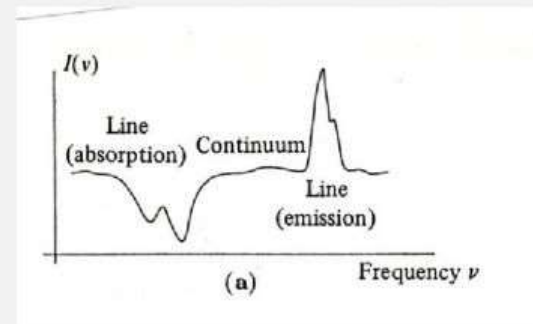
<https://warwick.ac.uk/fac/sci/physics/research/astro/people/steeghs/spectroscopyii.pdf>

- **O que existe de informação física em um espectro**
- **Como um espectrógrafo separa os comprimentos de onda**
- **Como transformar fótons vindos do telescópio em um espectro cientificamente utilizável.**

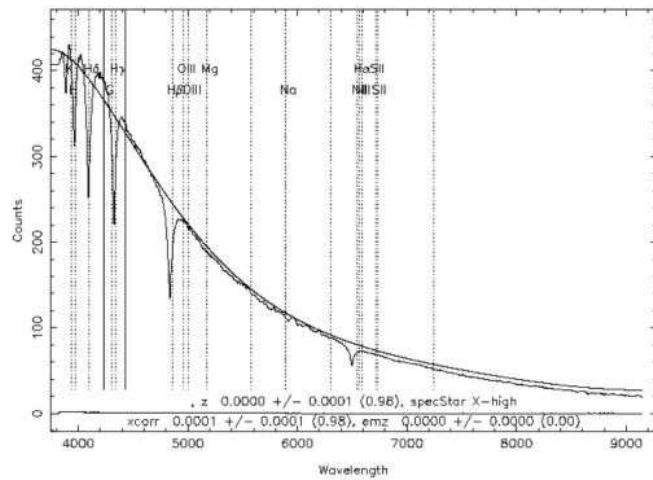


Espectros astrofísicos

- De modo geral, a emissão eletromagnética de um objeto astrofísico depende da frequência (comprimento de onda), direção e tempo
- A dependência com a frequência é chamada de espectro
 - contínuo
 - linhas
- A espectroscopia é a técnica que se traduz no maior número de vínculos às propriedades físicas dos objetos astrofísicos. Porém é mais custosa, em termos de tempo de integração, que a fotometria

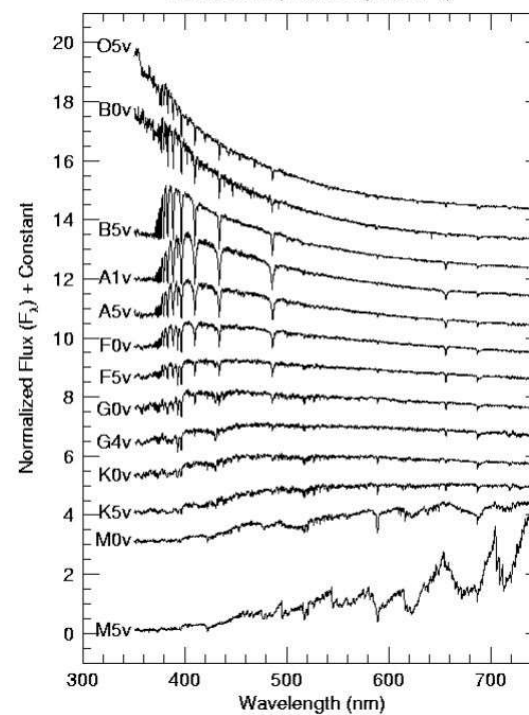


Espectro de anã branca - SDSS

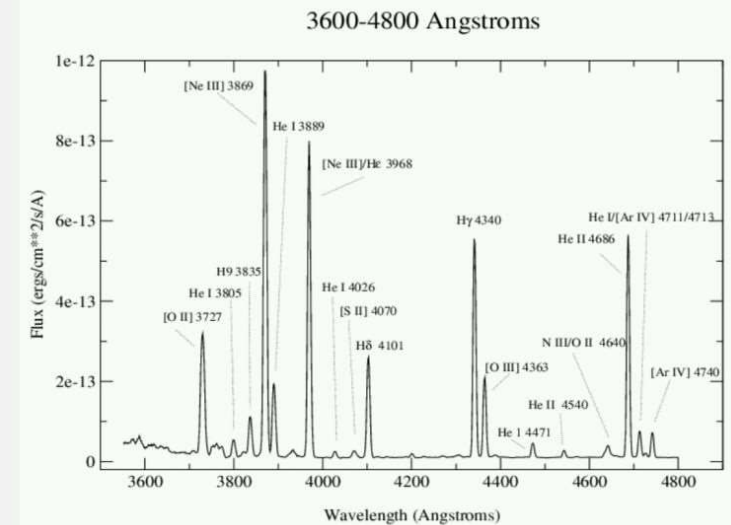


http://www.sdss.org/gallery/gal_spectra.html

Dwarf Stars (Luminosity Class V)



Espectro de nebulosa planetária



A radiação eletromagnética proveniente de um objeto pode depender:

$$I = I(\lambda, \hat{n}, t)$$

onde:

- λ é o comprimento de onda
- $\hat{n}$ é a direção de propagação ou posição no céu
- t é o tempo
- I representa alguma medida da intensidade da radiação

Quando estudamos especificamente a dependência com o comprimento de onda ou frequência, estamos estudando o **espectro**.

De maneira muito simplificada, podemos pensar em um espectro como:

$$F_{\lambda} = F_{\lambda, \text{cont}} + F_{\lambda, \text{linhas}}$$

isto é, a soma de:

- um **contínuo**, que varia suavemente com λ ;
- linhas ou bandas espectrais de **absorção** ou **emissão**.

A aula original enfatiza que a espectroscopia fornece um número enorme de vínculos sobre as condições físicas da fonte, mas normalmente exige tempos de integração maiores que a fotometria

Uma aproximação inicial para o contínuo de muitas estrelas é a função de Planck:

$$B_{\lambda}(T) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{\exp\left(\frac{hc}{\lambda kT}\right) - 1}$$

Nessa expressão:

- B_{λ} é a radiância espectral
- T é a temperatura
- h é a constante de Planck
- c é a velocidade da luz
- k é a constante de Boltzmann

Embora uma atmosfera estelar real não seja um corpo negro perfeito, o formato geral do contínuo contém informação sobre temperatura, opacidades e avermelhamento interestelar.

A posição aproximada do máximo é dada pela lei de Wien:

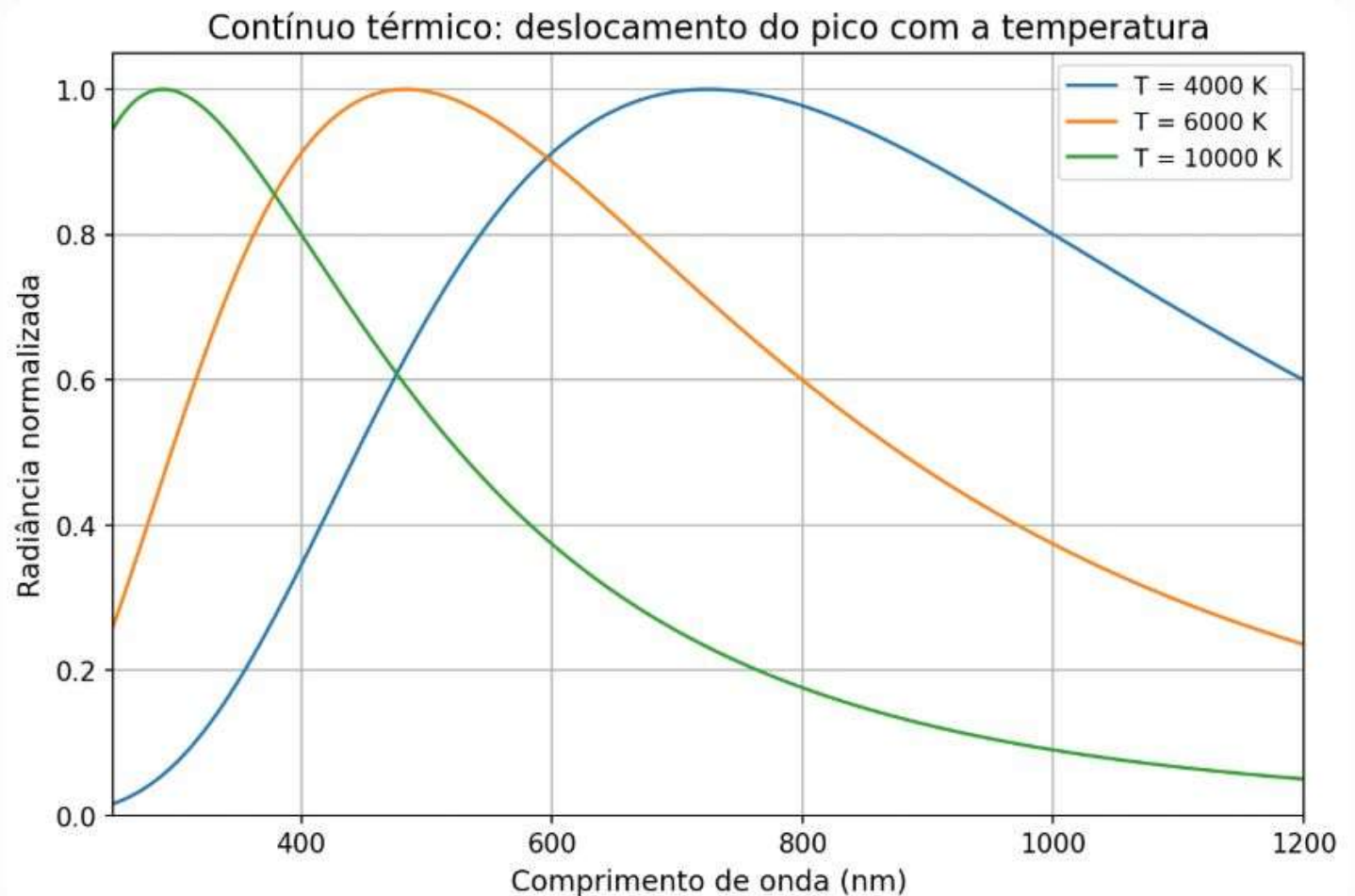
$$\lambda_{\max} T \simeq 2,898 \times 10^{-3} \text{ m K}$$

Entretanto, grande parte das informações mais específicas sobre composição química, gravidade, temperatura, campos de velocidade e campos magnéticos está nas **linhas espectrais**.

O gráfico mostra funções de Planck normalizadas para três temperaturas. A normalização foi feita para comparar apenas o **formato**, não a luminosidade absoluta.

$$\lambda_{\max} T = b$$

portanto estrelas mais quentes têm o máximo deslocado para comprimentos de onda menores. Além disso, o contínuo de um objeto quente permanece relativamente intenso no azul, enquanto o de um objeto frio cresce em direção ao vermelho e ao infravermelho.



$$b = 2.897 \times 10^{-3}$$

- As **linhas espectrais** carregam muitas informações dos processos e das condições físicas existentes na fonte (Processos Radiativos II). Alguns exemplos:

Característica da linha	Informação
Posição	Elemento, transição
Intensidade ou largura equivalente	Abundância
	Temperatura, pressão, gravidade
Posição e perfil	Campo de velocidade macroscópico
Perfil	Campo de velocidade microscópico
Polarização	Campo magnético

Posição central ou centróide

Para uma linha de emissão sobre um contínuo F_c , podemos definir:

$$\lambda_c = \frac{\int \lambda [F_\lambda(\lambda) - F_c(\lambda)] d\lambda}{\int [F_\lambda(\lambda) - F_c(\lambda)] d\lambda}$$

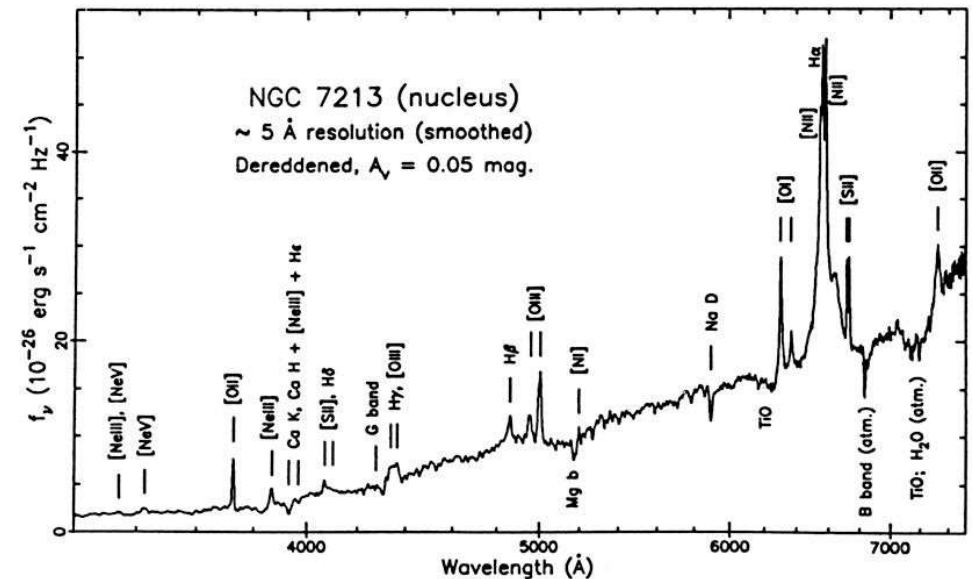
Aqui:

- λ_c é o centróide da linha
- F_λ é o fluxo observado
- F_c é o contínuo estimado
- as integrais são feitas sobre a região da linha

Para uma linha de absorção, usamos normalmente o déficit de fluxo:

$$\lambda_c = \frac{\int \lambda [F_c(\lambda) - F_\lambda(\lambda)] d\lambda}{\int [F_c(\lambda) - F_\lambda(\lambda)] d\lambda}$$

O centróide é frequentemente mais robusto que simplesmente usar o pixel de maior ou menor intensidade.



Deslocamento Doppler

Conhecendo o comprimento de onda de repouso λ_0 , definimos:

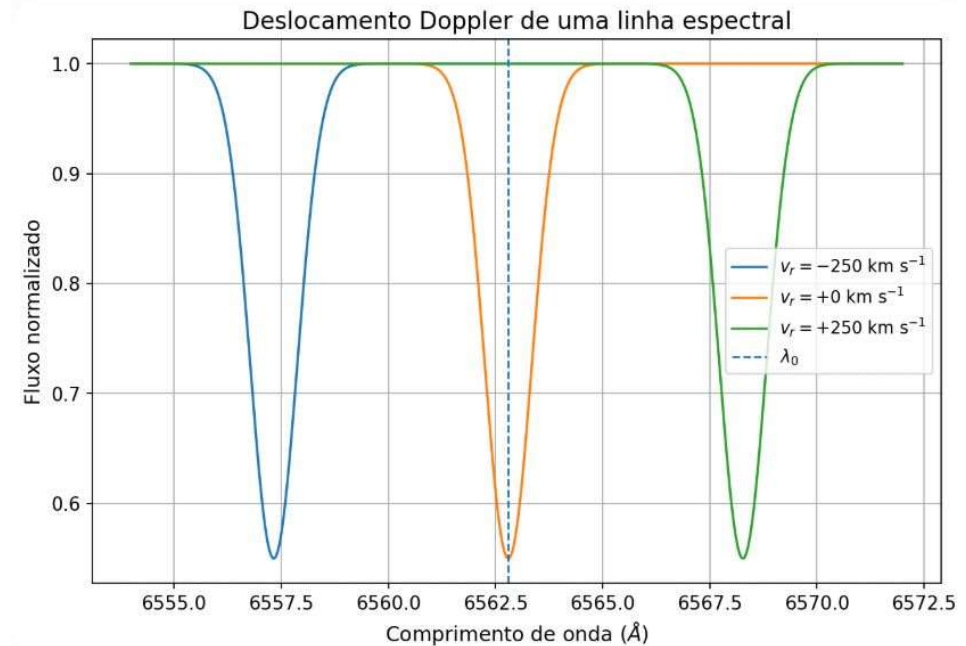
$$z = \frac{\lambda_{\text{obs}} - \lambda_0}{\lambda_0}$$

Para velocidades radiais muito menores que c ,

$$v_r \simeq c \frac{\lambda_{\text{obs}} - \lambda_0}{\lambda_0}$$

Se $\lambda_{\text{obs}} > \lambda_0$, temos desvio para o vermelho e, pela convenção usual, velocidade radial positiva.

A linha central no plot ai do lado representa a posição de repouso de H α de 656.28 nm



moving toward you: blueshift



at rest



moving away from you: redshift

Largura total à meia altura (FWHM)

A FWHM, *full width at half maximum*, é a diferença entre os dois comprimentos de onda nos quais a intensidade da linha atinge metade de sua altura máxima em relação ao contínuo.

Para uma gaussiana,

$$G(\lambda) = A \exp \left[-\frac{(\lambda - \lambda_0)^2}{2\sigma_\lambda^2} \right]$$

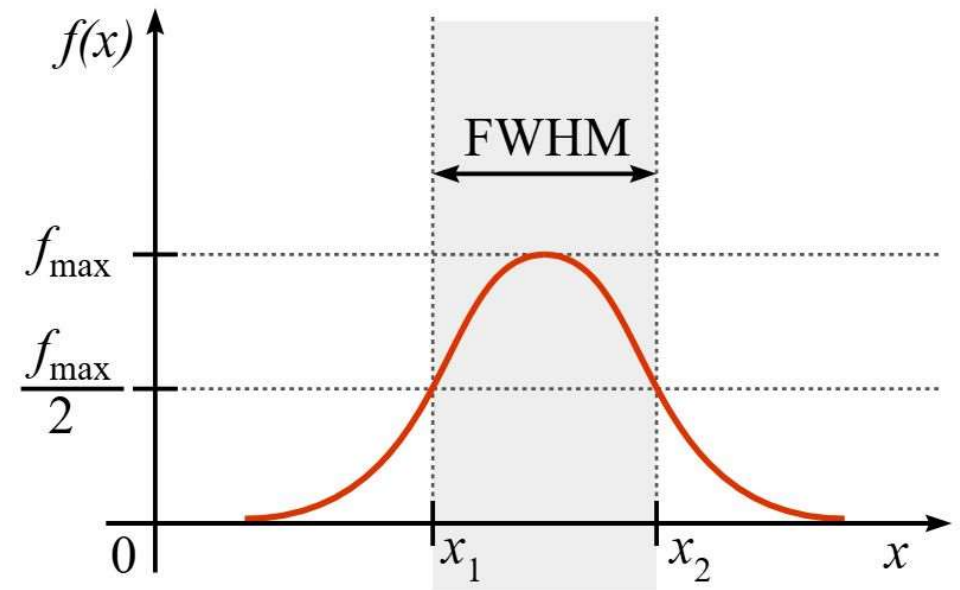
temos

$$\text{FWHM} = 2\sqrt{2 \ln 2} \sigma_\lambda \simeq 2,355 \sigma_\lambda$$

Em unidades de velocidade:

$$\text{FWHM}_v \simeq c \frac{\text{FWHM}_\lambda}{\lambda_0}$$

Essa conversão pressupõe velocidades pequenas em comparação com c .



Largura equivalente

Para uma linha de absorção:

$$W_{\lambda} = \int \left(1 - \frac{F_{\lambda}}{F_c} \right) d\lambda$$

Apesar do nome “largura”, ela é principalmente uma medida da **área da linha**.

Com essa definição:

- absorção: $W_{\lambda} > 0$
- emissão: $W_{\lambda} < 0$

Alguns autores invertem o sinal para linhas de emissão. Portanto, o sinal adotado deve ser declarado.

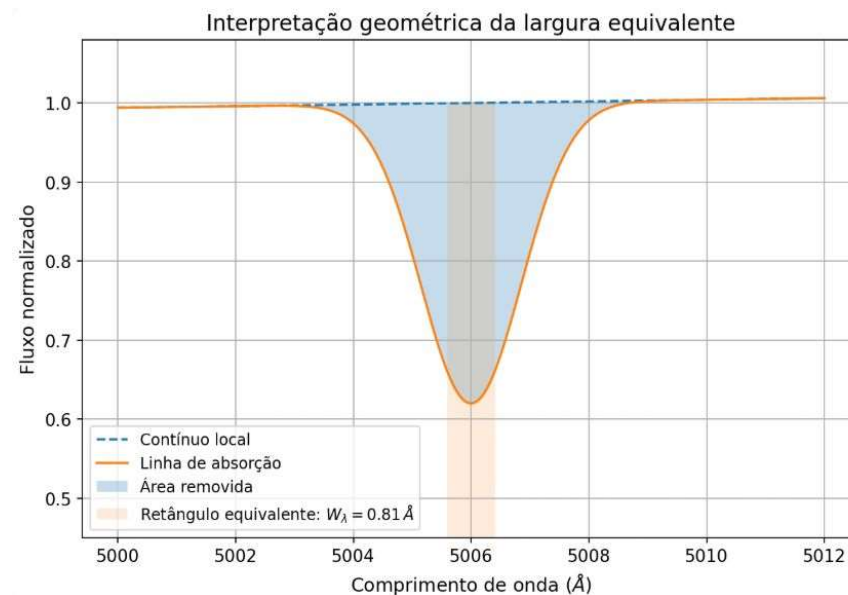
Para uma linha de emissão, também é comum definir:

$$W_{\lambda, \text{em}} = \int \left(\frac{F_{\lambda}}{F_c} - 1 \right) d\lambda$$

fazendo a emissão resultar positiva.

A largura equivalente é particularmente útil porque, em primeira aproximação, não depende da calibração absoluta de fluxo: ela compara a linha com o contínuo local.

A largura equivalente é a largura de um retângulo que, tendo altura igual ao contínuo, contém a mesma área que foi removida pela linha de absorção.



Formas das linhas

Perfil gaussiano

Processos aleatórios de velocidade, como movimento térmico e microturbulência, tendem a produzir perfis aproximadamente gaussianos. A dispersão térmica unidimensional das velocidades é:

$$\sigma_v = \sqrt{\frac{kT}{m_{\text{part}}}}$$

Em que:

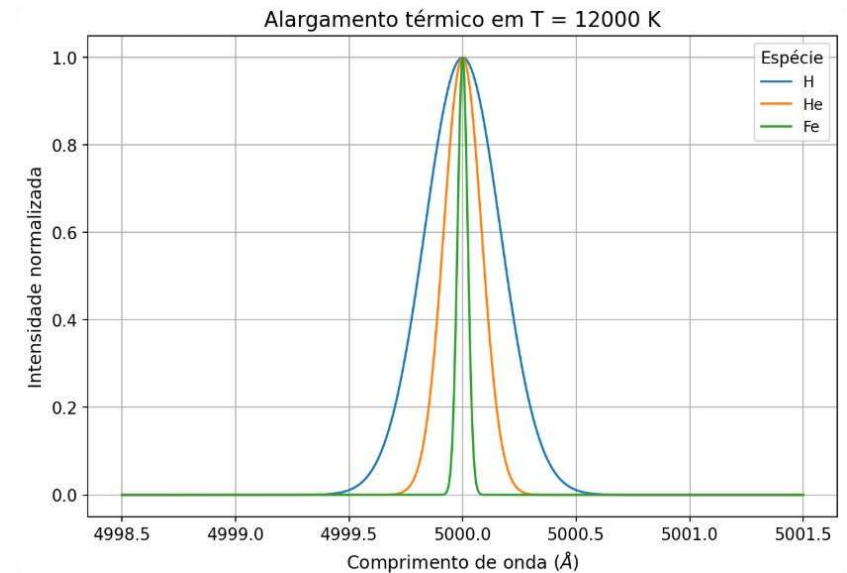
- T é a temperatura
- m_{part} é a massa da partícula emissora ou absorvedora

A dispersão correspondente em comprimento de onda é:

$$\sigma_\lambda = \frac{\lambda_0}{c} \sigma_v$$

Logo,

$$\text{FWHM}_{\lambda, \text{term}} = 2\sqrt{2 \ln 2} \frac{\lambda_0}{c} \sqrt{\frac{kT}{m_{\text{part}}}}$$



Perfil lorentziano

O alargamento natural e alguns tipos de alargamento por pressão são descritos aproximadamente por um perfil lorentziano:

$$L(\lambda) = \frac{A}{\pi} \frac{\Gamma/2}{(\lambda - \lambda_0)^2 + (\Gamma/2)^2}$$

Aqui, Γ é a FWHM do perfil.

A principal diferença visual é que o perfil lorentziano possui asas muito mais extensas que uma gaussiana.

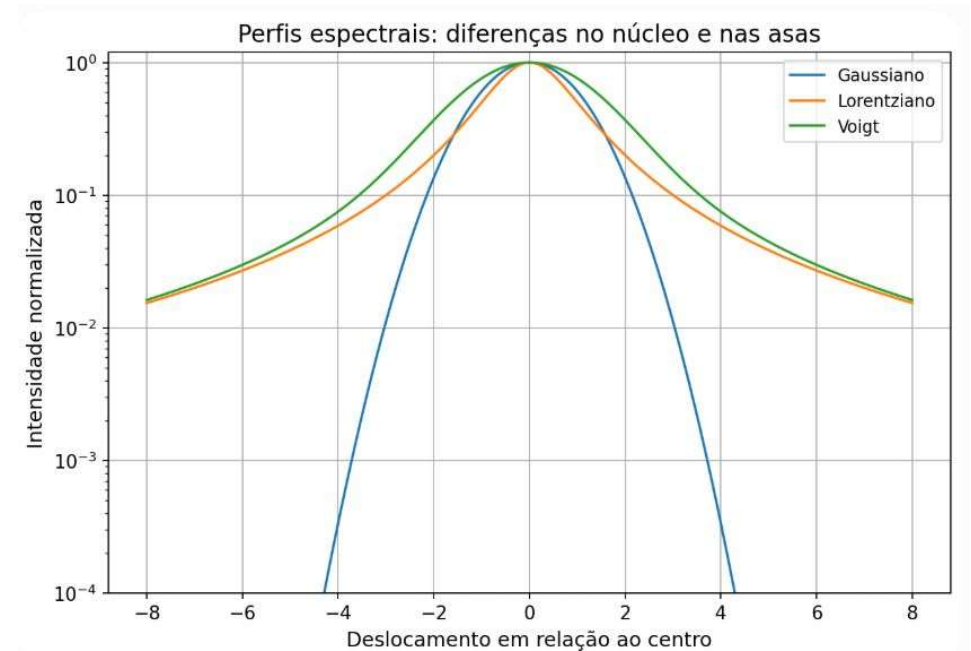
Perfil de Voigt

Na prática, frequentemente temos uma combinação de mecanismos gaussianos e lorentzianos:

$$V(\lambda) = G(\lambda) * L(\lambda)$$

O perfil de Voigt apresenta:

- núcleo aproximadamente gaussiano;
- asas aproximadamente lorentzianas.



O objetivo de um espectrógrafo é transformar uma distribuição espectral

$$F(\lambda)$$

em uma distribuição espacial no detector,

$$I(x)$$

de modo que diferentes comprimentos de onda incidam em diferentes posições x .

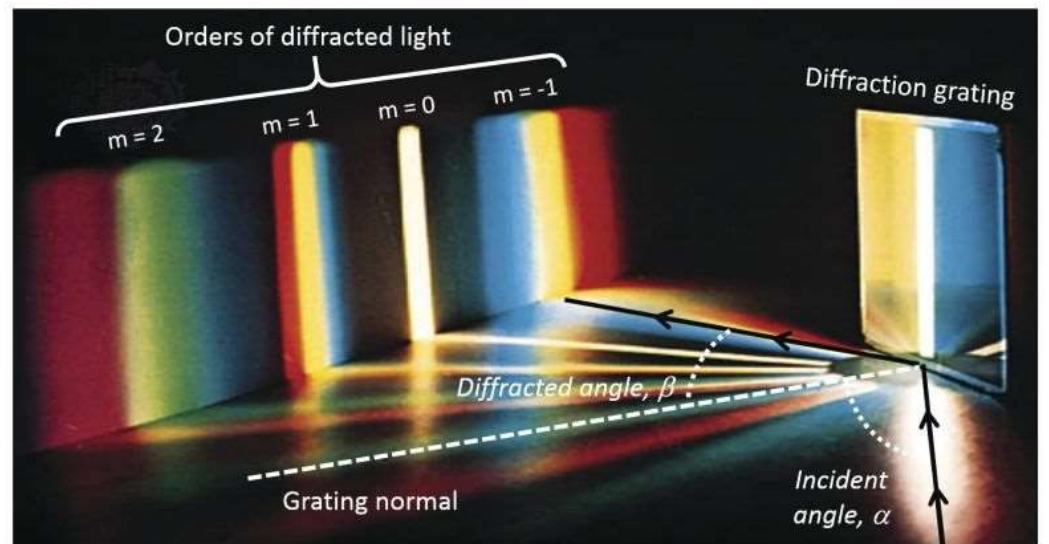
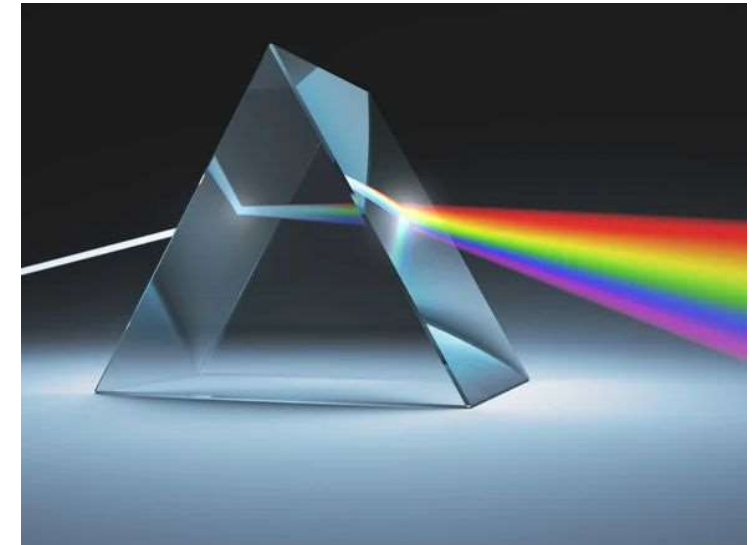
Precisamos de um elemento cuja direção de saída dependa de λ :

$$\theta = \theta(\lambda)$$

Esse é o **elemento dispersor**.

Nessa aula vamos ver os 2 principais elementos dispersores:

- prisma;
- rede de difração ou reflexão



Dispersão por prisma

Lei de Snell

Na interface entre dois meios:

$$n_1 \sin i = n_2 \sin r$$

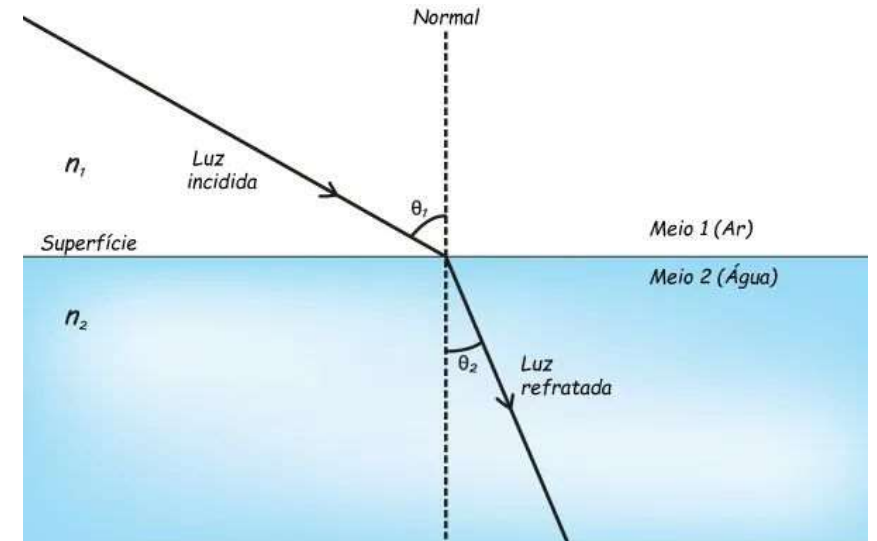
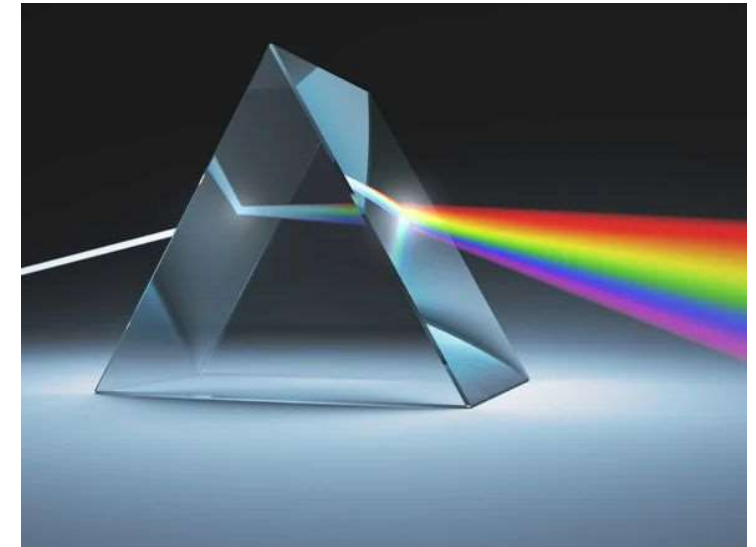
onde:

- n_1 e n_2 são os índices de refração
- i é o ângulo de incidência
- r é o ângulo refratado
- os ângulos são medidos em relação à normal da superfície

A propriedade fundamental é:

$$n = n(\lambda)$$

Portanto, comprimentos de onda diferentes são refratados por ângulos diferentes.



Dispersão por prisma

Sem entrar em muitos detalhes da origem dessa equação, a dispersão angular é

$$\frac{d\delta}{d\lambda} = \frac{2 \sin(A/2)}{\sqrt{1 - n^2 \sin^2(A/2)}} \frac{dn}{d\lambda}$$

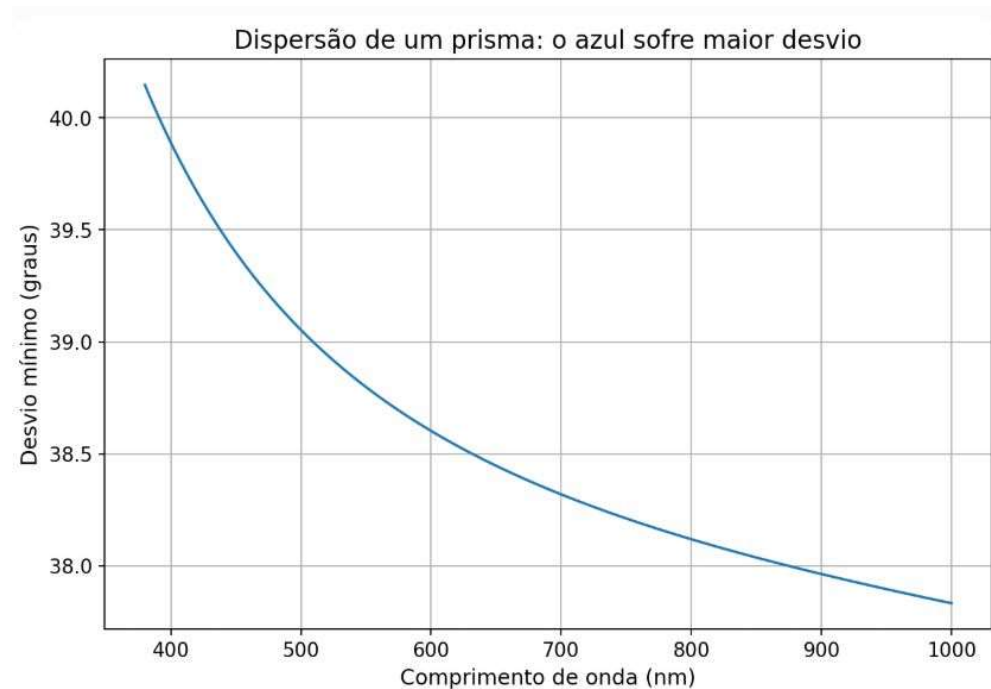
O plot ao lado utiliza o índice de refração de um vidro óptico do tipo BK7 e um prisma de 60°.

Como o índice de refração diminui com o aumento de λ , o azul é mais desviado que o vermelho.

O gráfico também mostra que a relação entre desvio e comprimento de onda é **não linear**:

$$\frac{d\delta}{d\lambda} \neq \text{constante}$$

A região azul é mais dispersa que a vermelha. Por isso, um espectro de prisma não apresenta uma escala aproximadamente uniforme de comprimento de onda no detector.



Redes de difração

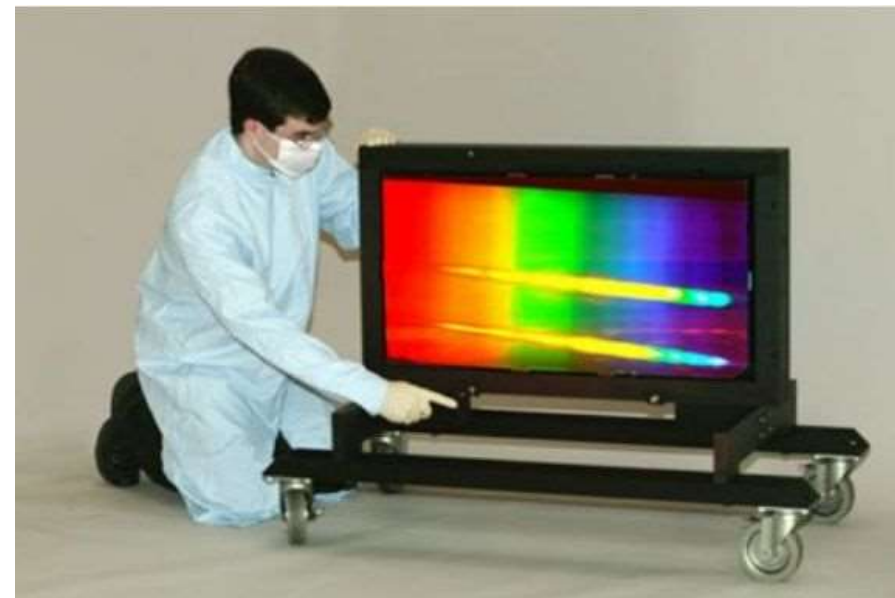
Uma rede consiste em um grande número de ranhuras paralelas separadas por uma distância d .

Se a rede possui g ranhuras por unidade de comprimento:

$$d = \frac{1}{g}$$

Por exemplo, para uma rede de 600 linhas/mm:

$$d = \frac{1}{600} \text{ mm} = 1,667 \mu\text{m}$$



Da dupla fenda à rede

Considere duas ranhuras adjacentes. A luz proveniente delas interfere.

Para uma geometria de reflexão, podemos escrever a diferença de caminho como:

$$\Delta = d(\sin \alpha + \sin \beta)$$

onde:

- α é o ângulo de incidência
- β é o ângulo de difração
- ambos são medidos a partir da normal à rede
- d é a distância entre ranhuras

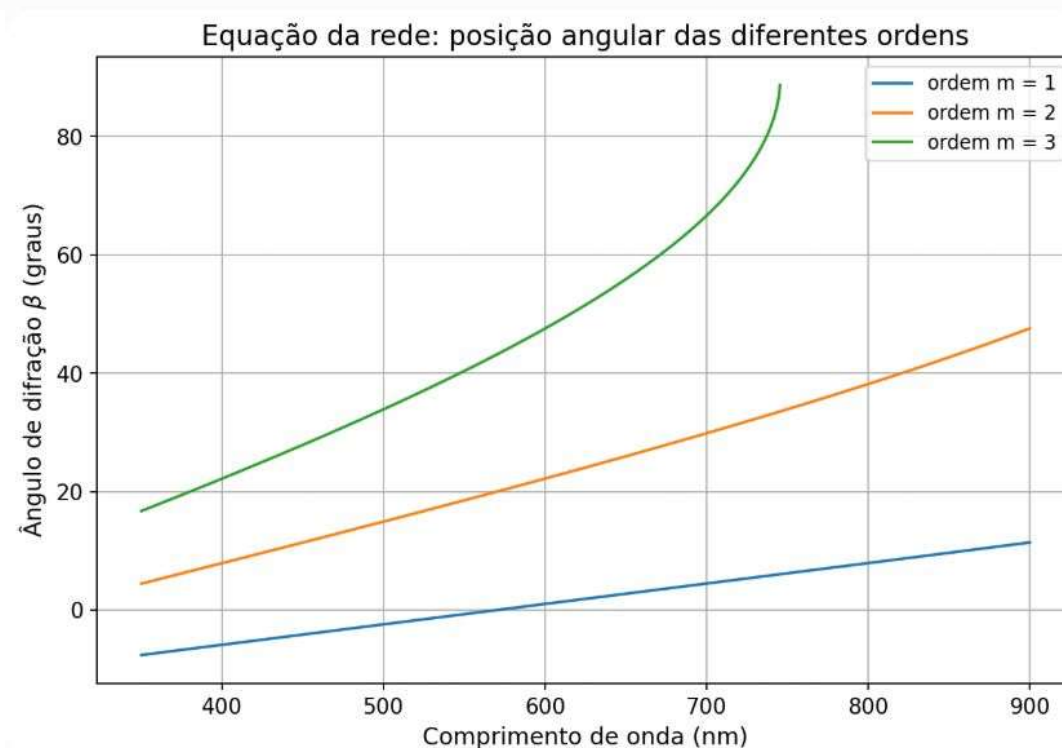
O máximo de interferência ocorre quando:

$$\Delta = m\lambda$$

Então:

$$m\lambda = d(\sin \alpha + \sin \beta)$$

Essa é a **equação da rede**.



Poder de resolução

O poder de resolução é definido por:

$$R = \frac{\lambda}{\Delta\lambda}$$

Aqui, $\Delta\lambda$ representa a menor separação entre dois comprimentos de onda que podem ser distinguidos segundo algum critério, frequentemente o critério de Rayleigh.

Poder de resolução ideal da rede

Para uma rede iluminada em N ranhuras na ordem m ,

$$R_{\text{rede}} = mN$$

Por exemplo, se 50000 ranhuras são iluminadas em primeira ordem:

$$R_{\text{rede}} = 50\,000$$

Contudo, isso é um limite ideal. O espectrógrafo real também sofre influência da:

- largura da fenda;
- qualidade óptica;
- PSF;
- amostragem do detector;
- foco;
- aberrações;
- estabilidade mecânica.

- Configuração básica de um espectrógrafo de fenda

- ◇ fenda
- ◇ colimador
- ◇ elemento dispersor (prisma ou rede)
 - sempre no feixe colimado
- ◇ câmera
- ◇ detector

Rede

Prisma

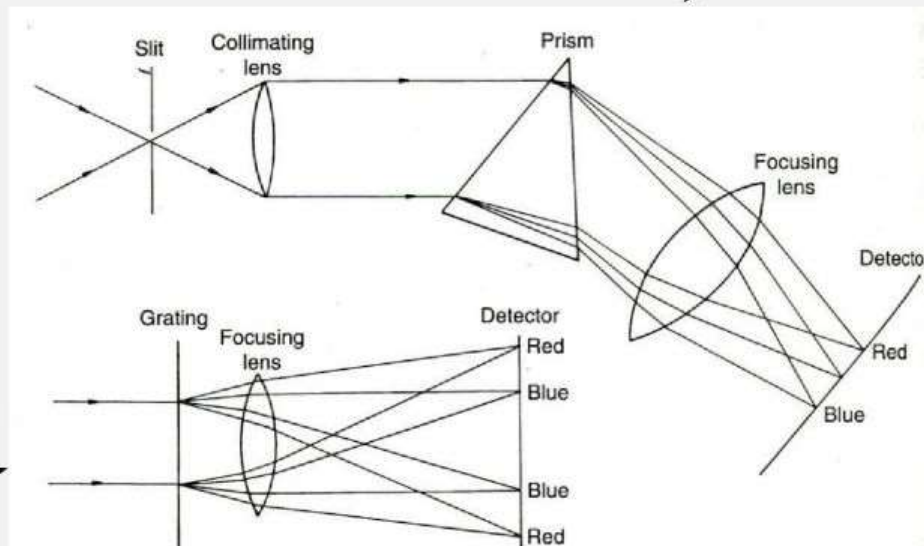
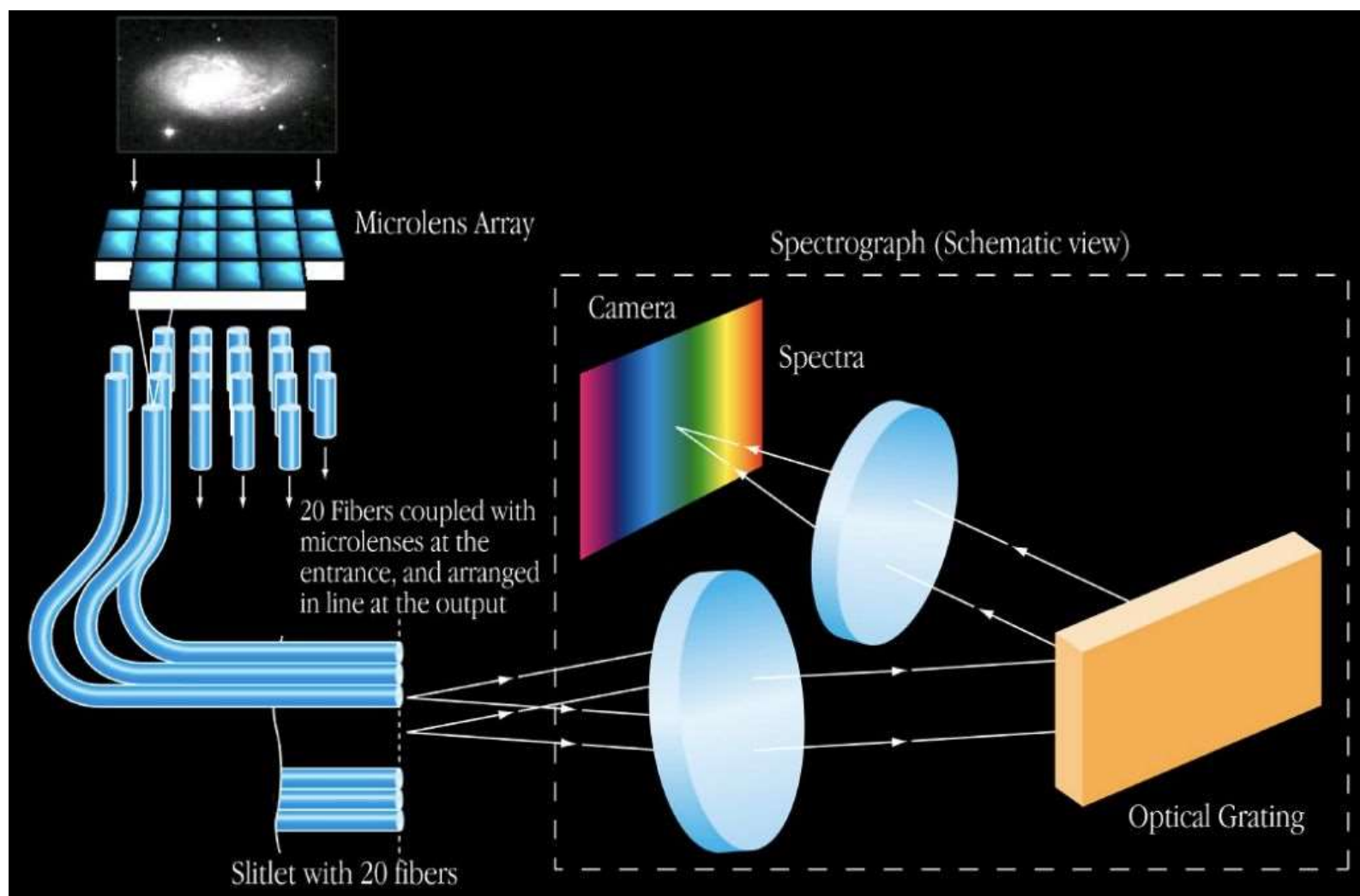


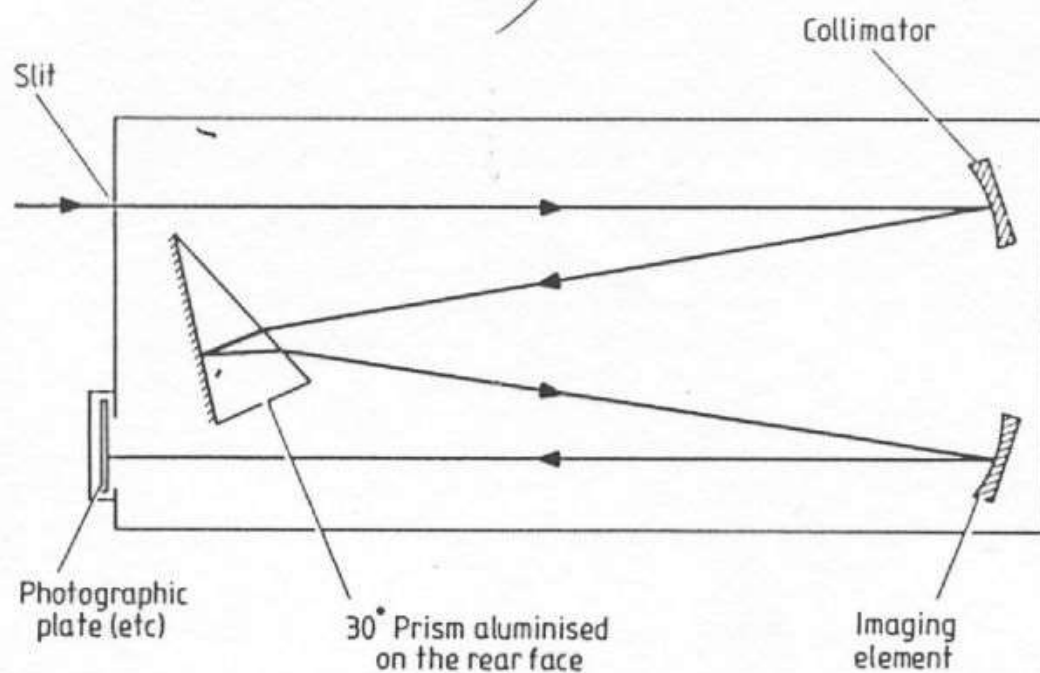
Fig. 3.10. The essential optical components of an astronomical slit spectrometer

Smith



<https://www.eso.org/public/teles-instr/technology/ifu/>

Montagens de espectrógrafos



= Czerny-Turner
se a
rede de
difracção

Figure 4.2.1 Compact design for the basic prism spectroscope.

Kitchin

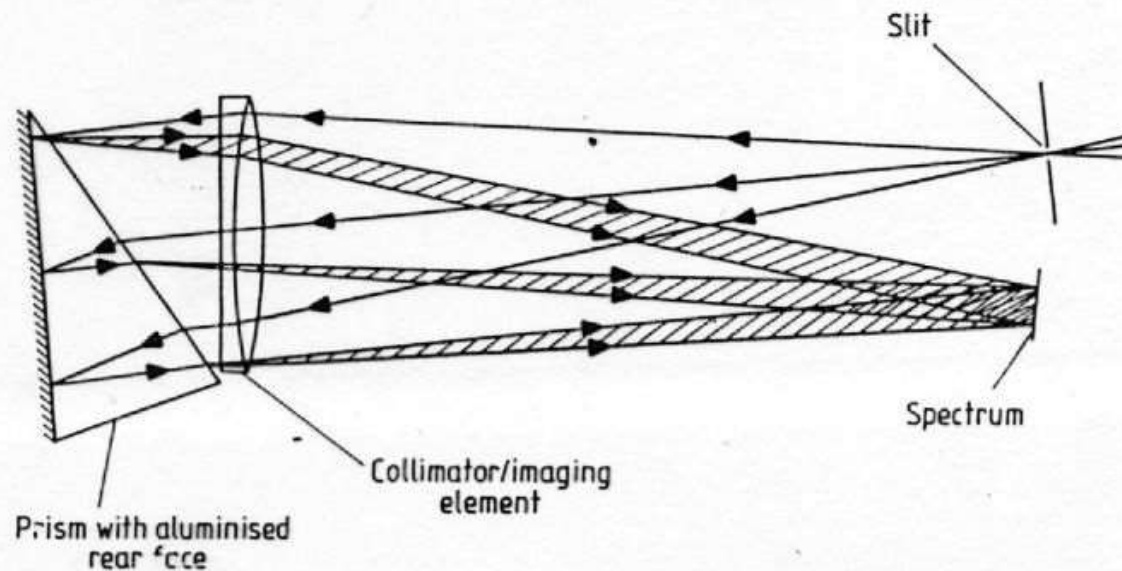


Figure 4.2.2 Light paths in a Littrow spectroscope.

Kitchin

= Efeito de rede
de difracção

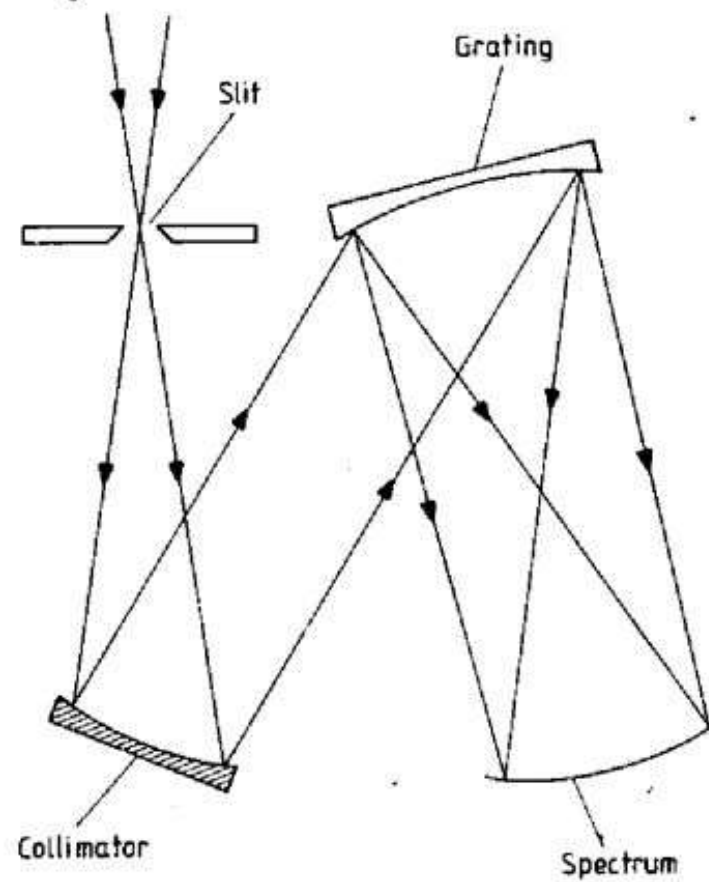
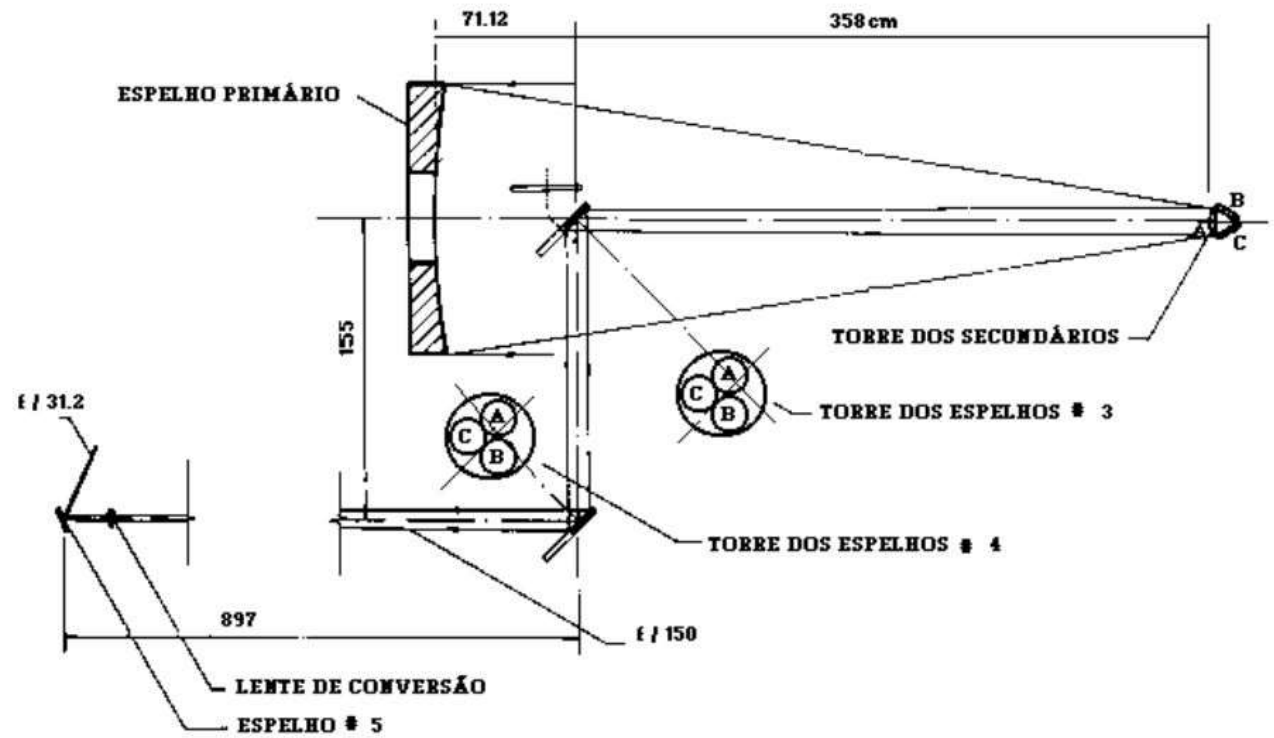
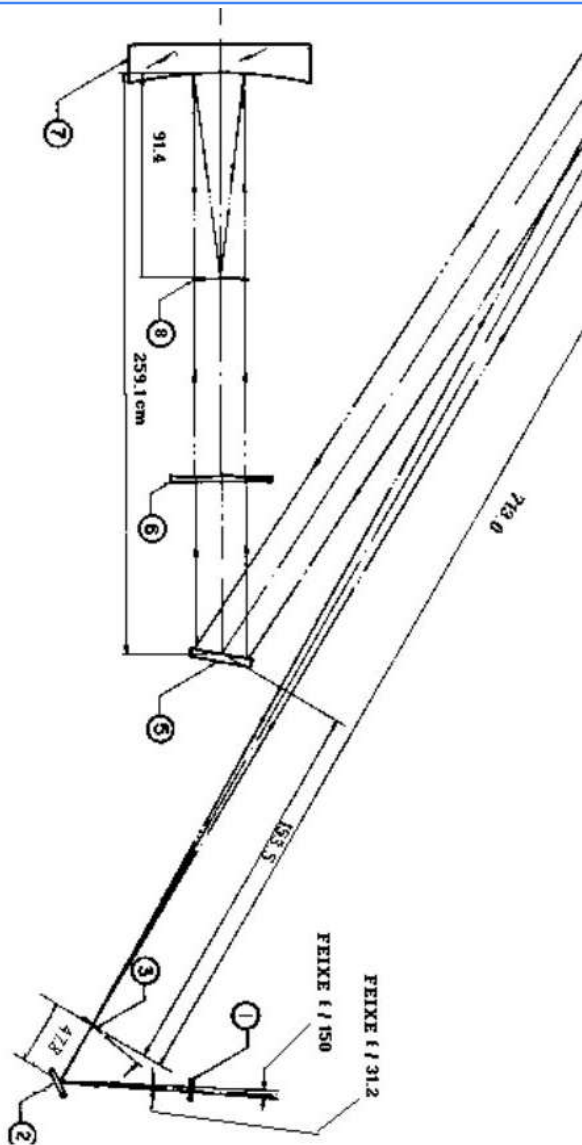


Figure 4.2.6 The Wadsworth spectrograph mounting.



<https://monolipo.github.io/optibench/>