

ATENÇÃO !!!

Workshop de Astronomia e Instrumentação Avaliação / Creditação

Estrutura para Plano de Aula

Segue-se uma proposta de estrutura de plano de aula que deverá ser tida em conta para normalizar todos os instrumentos de avaliação associados ao processo de avaliação dos docentes que frequentaram o curso de formação “Descobre o teu Universo! Vem aprender e... ensinar Astronomia”.

Estrutura:

- Nome da escola;
- Nome do docente;
- Nível de ensino;
- Disciplina
- Tema/conteúdos (a ser(em) explorado(s) em sala de aula);
- Objectivos pedagógicos/competências;

Cada Formando deverá prepara uma actividade a ser desenvolvida pelos alunos. Para tal deverá anexar os materiais pedagógicos produzidos para a referida aula, tais como, fichas de exploração, textos científicos e outros que sejam relevantes para o processo de avaliação do docente.

Telescópios e Instrumentação

Workshop de Astronomia e Instrumentação

Parte II

Prof. Doutor Pedro Augusto

GRUPO DE ASTRONOMIA
UNIVERSIDADE DA MADEIRA



AGÊNCIA NACIONAL
PARA A CULTURA
CIENTÍFICA E TECNOLÓGICA

PROGRAMA

- 1 – Óptica geométrica
- 2 – Telescópios
- 3 – Montagens
- 4 – Detectores
- 5 – Ópticas activa e adaptativa
- 6 – Medidores de espectro

BIBLIOGRAFIA

- *Observational Astrophysics* (1986), Léna, P., Springer
- *Observational Astrophysics* (1995), Smith, R.C., Camb. Univ. Press
- *Reflecting Telescope Optics I* (2004), Wilson, R.N., Springer
- *Reflecting Telescope Optics II* (1999), Wilson, R.N., Springer
- *The New CCD Astronomy* (2002), Wodasky, R., New Astronomy Press
- *Practical Astrophotography* (2000), Charles, J.R., Springer
- *Handbook of CCD Astronomy* (2000), Howell, S.B., Camb. Univ. Press
- *Observing the Universe* (2004), Norton, A.J., Camb. Univ. Press
- *Instrumentação em Astronomia* (2007) – sebenta, Augusto, P., UMa
- *Practical Amateur Spectroscopy* (2002), Tonkin, S.F. (ed.), Springer
- *Optical Astronomical Spectroscopy* (1995), Kitchin, C.R., IOP Publishing
- *Adaptive Optics in Astronomy* (1999), Roddier, F. (ed.), Cambridge Univ. Press

- Paerels & Kahn (2003), ARAA, 41, 291
- Beckers (1993), ARAA, 31, 13
- Mackay (1986), ARAA, 24, 255: “Charge-coupled devices in Astronomy”
- Phillips & Woody (1982), ARAA, 20, 285: “Millimeter and submillimeter wave receivers”

1 – ÓPTICA GEOMÉTRICA

Para uma lente/espelho **objectiva** de diâmetro (abertura) D e distância focal f , temos o **f/número** (razão focal) dado por:

$$f = f_1 / D$$

A vantagem principal de pequenos valores de f (os telescópios “rápidos”) é a de que as exposições são mais **curtas** para o mesmo objecto (c.f. telescópios “lentos”).

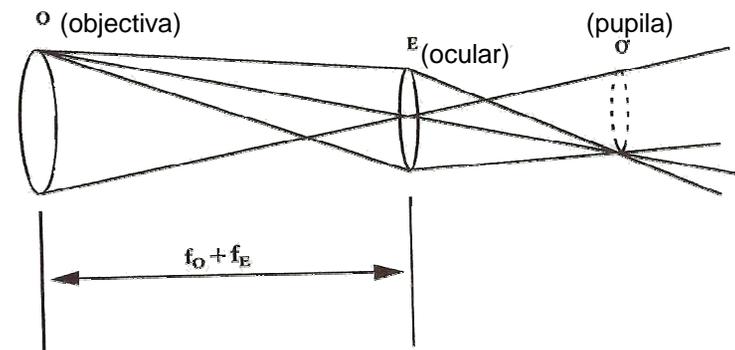
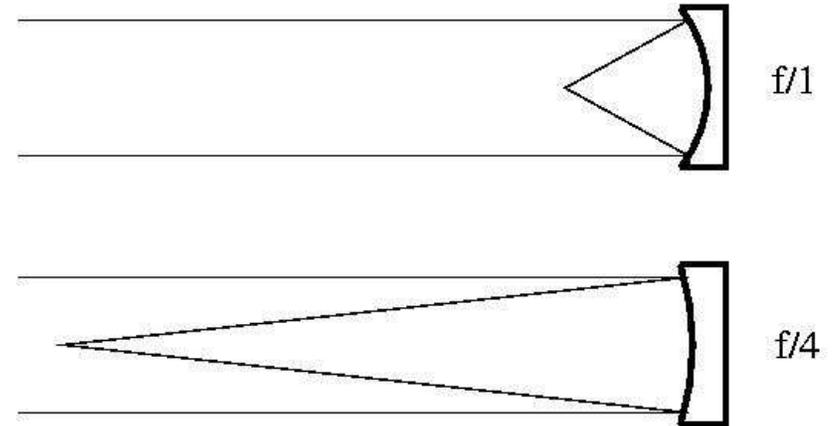
Acoplada, num telescópio, a uma **ocular** de distância focal f_o e diâmetro d_o temos:

$$\text{Ampliação (angular)} = f_1 / f_o \quad (\neq \text{resolução!})$$

O diâmetro da **pupila** da ocular é dado por:

$$d = D f_o / f_1$$

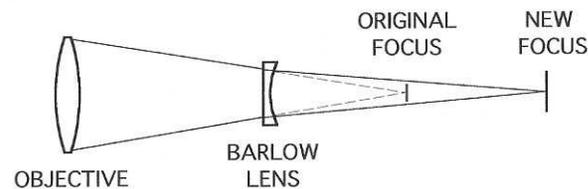
Este diâmetro deve ser ajustado ao da abertura de entrada do detector, de modo a não se perderem fótons (e.g. se com uma ocular, deve andar à volta dos 8mm, o maior diâmetro da iris). Na pior das hipóteses, a ampliação pode ser maior, mas nunca menor.





As oculares existem em dois tipos: de 1 1/4" (1.25 polegadas) ou 2", conforme o seu diâmetro. O primeiro tipo é o mais popular, mas o segundo permite campos de visão extraordinários.

Uma **lente Barlow** (1828-33) **umenta** f_i (e o f /número). Consiste numa lente côncava (negativa) que se utiliza entre a ocular e a restante óptica do telescópio. Mesmo que uma Barlow venha com um valor fixo de ampliação (2 \times , 3 \times) é possível construir um zoom modificando a sua distância na ocular (**a partir** de 2 \times e 3 \times , respectivamente: há um limite **inferior** para o zoom).



O **campo de visão** é dado por:

$$\theta = d_o / f_l$$

De uma forma mais geral, num detector de dimensão física $a \times b$ (seja uma película fotográfica ou um chip de CCD) temos um campo de visão

$$\theta_a \times \theta_b = a \times b / f_l^2$$

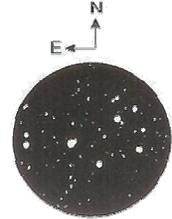
A imagem formada num telescópio reflector não é, normalmente, como a orientação no céu: frequentemente está **invertida** e do **avesso**.

Na Figura seguinte apresenta-se um resumo de lentes e espelhos esféricos (aproximadamente válido para parabolóides e hiperbolóides).

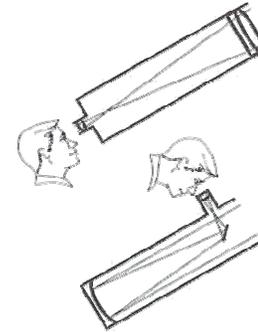
No telescope
No reflections



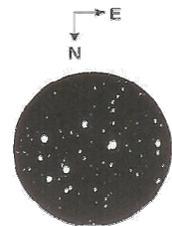
Erect image



Telescope with
0 or 2 reflections

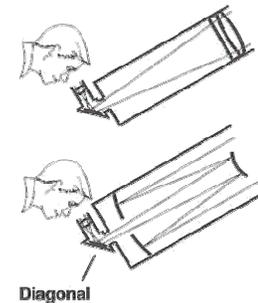


Inverted image

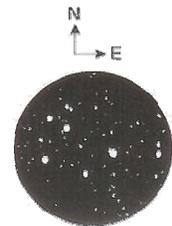


Newtoniano

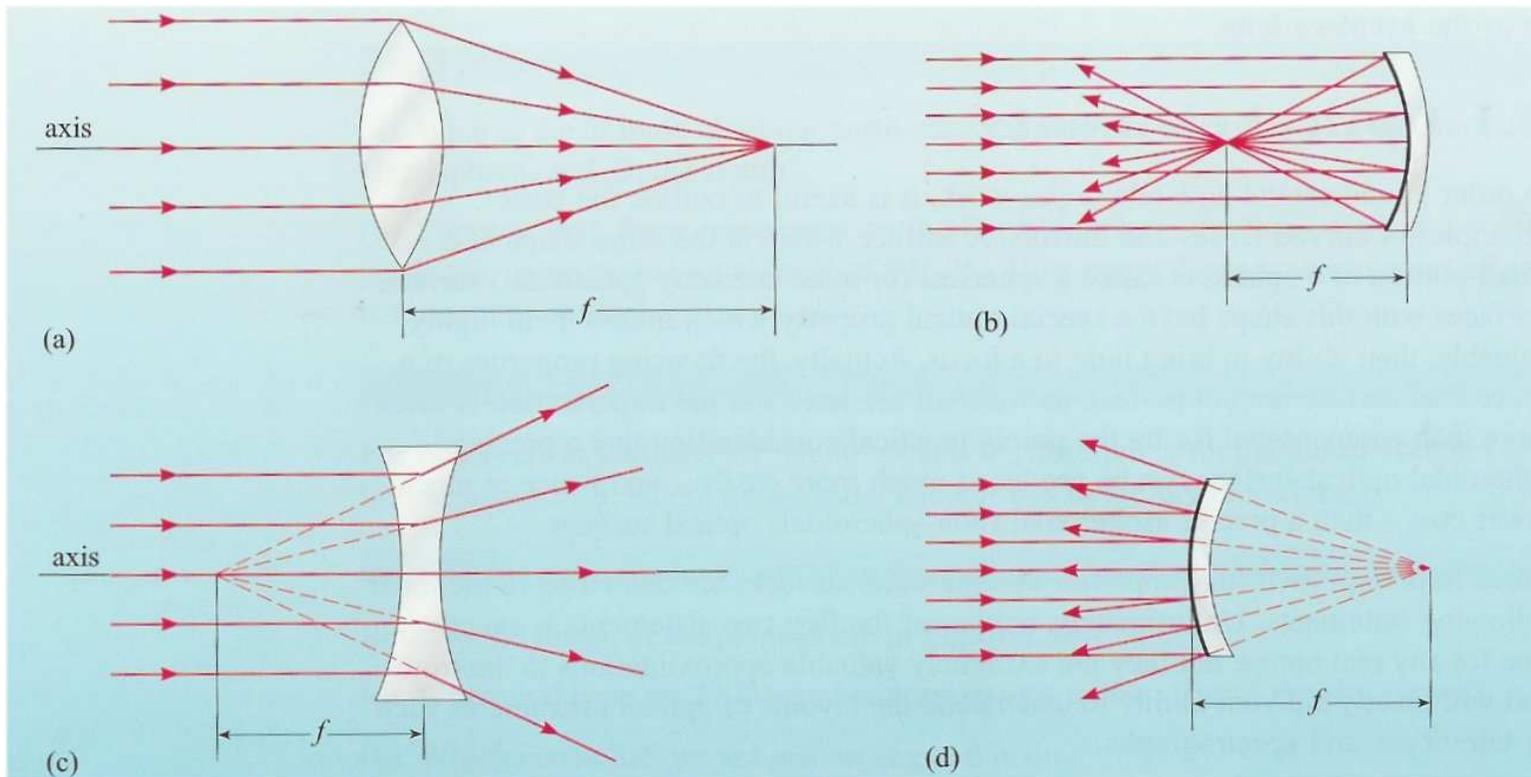
Telescope with
1 or 3 reflections



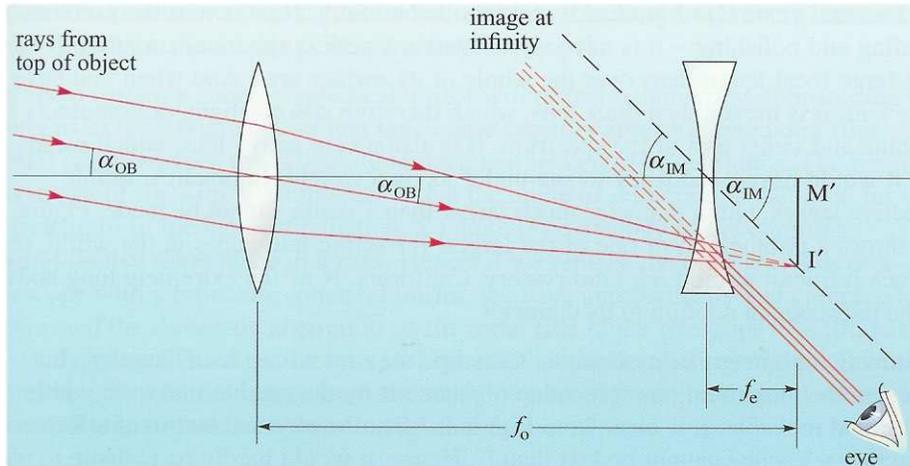
Reversed image



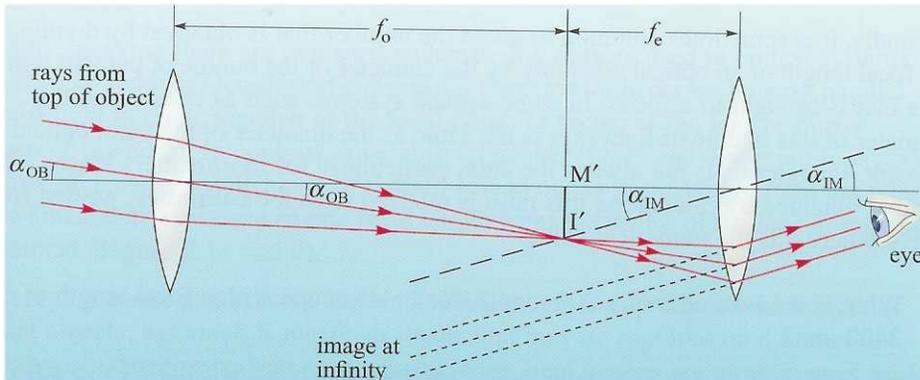
Cassegrain



- a)** lente biconvexa: funciona como colimador, quando os raios fazem o percurso ao contrário;
- b)** espelho côncavo (e.g. parabolóide, esférico);
- c)** lente bicôncava (divergência a partir do foco);
- d)** espelho convexo (comum em telescópios Schmidt e Cassegrain).



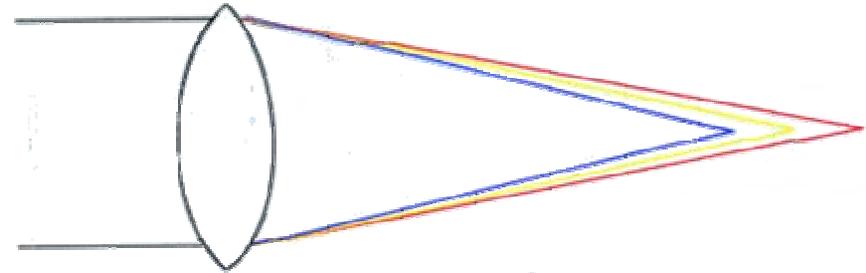
O telescópio de Galileu usava uma lente biconvexa (positiva) por objectiva e uma bicôncava (negativa) por ocular. A imagem produzida é, assim, *real* (não invertida).



O telescópio de Kepler (modelo actual de telescópios refractores) usa duas lentes biconvexas (positivas). A imagem produzida é *invertida*.

Aberração cromática

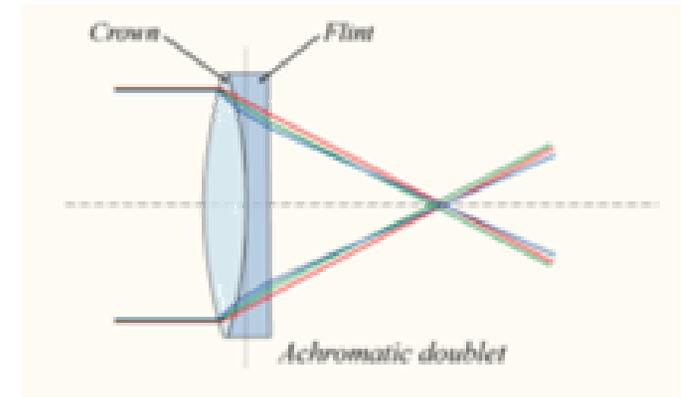
Uma lente actua como um prisma separando a luz incidente num pequeno espectro (uma banda azul e uma vermelha vêm-se em cada um dos lados de um objecto astronómico) – f_i depende do comprimento de onda.



Solução 1: Usa-se uma lente dupla correctora, inventada por Clairaut (1764), baseado na teoria de Hall (1729). Esta solução reduz drasticamente o campo de visão e mantém o violeta fora de foco.

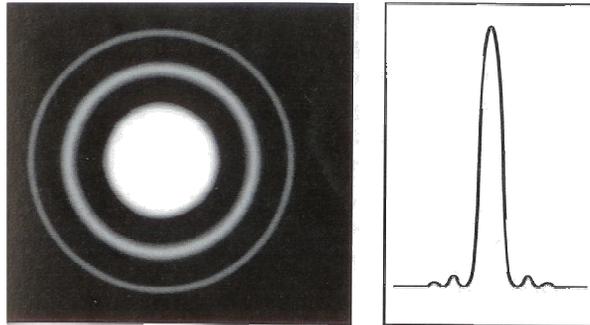
Lente dupla correctora feita de dois tipos de vidro (cada um com seu índice de refração).

Temos $n_{crown} < n_{flint}$



Solução 2: Usar um telescópio reflector (que não sofre de aberração cromática).

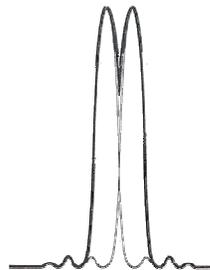
Difracção/resolução



Um objecto pontual como visto por um telescópio, devido à difracção: o disco de Airy e anéis de Fraunhofer. O disco (teórico) tem 84% da luz, o 1º anel 7%, o 2º anel 3%, etc.

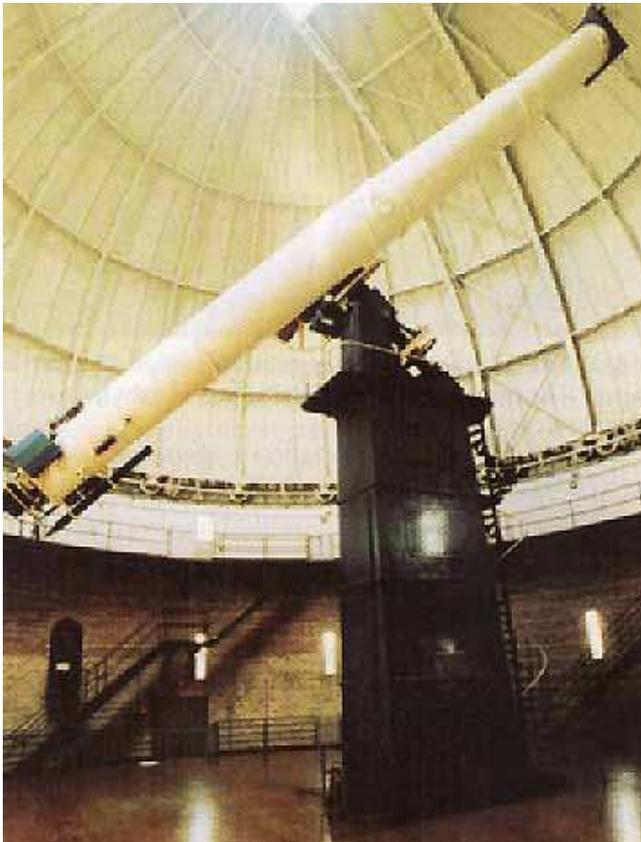
Resolução: capacidade de separar dois discos (distância angular entre o centro do disco de Airy e o primeiro mínimo. A resolução é dada por (em função do comprimento de onda λ e abertura D):

$$“(resolução)^{-1} \propto ” \alpha_R = 1.22 \lambda / D \quad [\text{limite de Rayleigh}]$$



2 – TELESCÓPIOS

Galileo foi o primeiro cientista a usar telescópios sistematicamente para o estudo da Astronomia (a partir de 1609). A **invenção** do telescópio, no entanto, é atribuída ao holandês Hans Lippershey (1608) enquanto o primeiro tratado científico sobre o mesmo foi feito por Kepler (1611), com a consequente invenção da óptica **kepleriana** em 1630. Descartes (1634-1637) e Schwarzschild (1905) completaram a teoria (especialmente este último, no seu detalhado estudo sobre **aberrações**).



A componente principal de um telescópio é a **objectiva** (lente – refractor – ou espelho – reflector). A sua função principal é colectar o máximo possível de radiação e colocá-la num **foco**. Idealmente, implicará também uma boa resolução angular no telescópio (várias vezes melhor que a do olho humano).

Já lá vai o tempo do velho modelo de telescópio **refractor** (no caso mais simples com apenas duas lentes). Hoje o telescópio **reflector** é o utilizado.

O telescópio de Yerkes, o maior refractor do mundo (1m de diâmetro).

O elemento principal de um telescópio reflector é o **espelho parabólico** (tendo sido Newton o primeiro a usá-lo num telescópio). A grande **vantagem** deste é a inexistência de aberração cromática.



Um típico telescópio reflector profissional (Cerro Tololo 4m).

O VLT, considerado o melhor (conjunto) telescópio do mundo: quatro telescópios reflectores de 8m de diâmetro + vários de 2m.





O Keck, o melhor telescópio do mundo? dois telescópios reflectores de 10m de diâmetro.

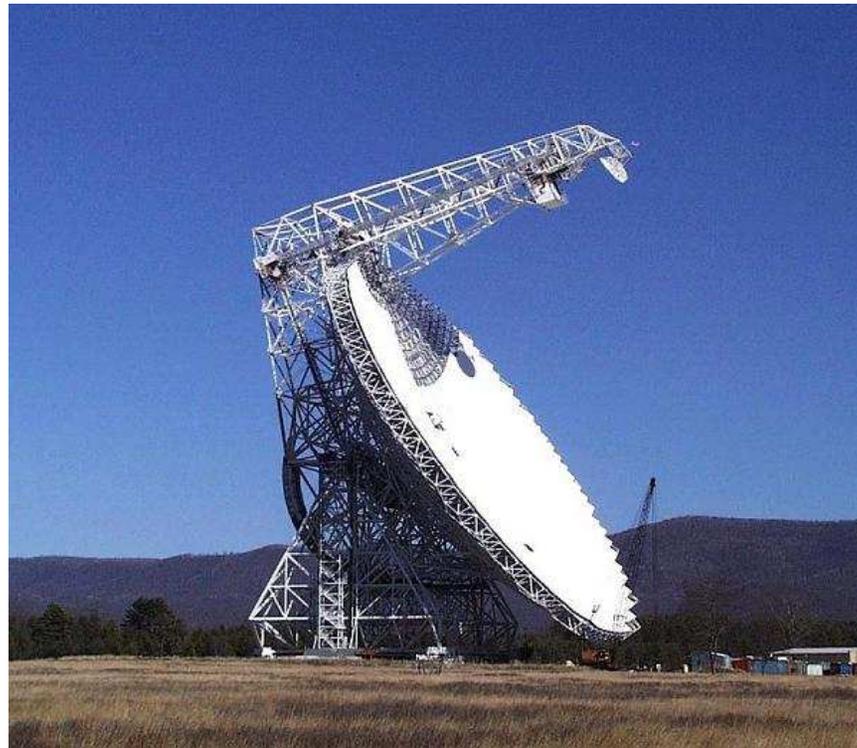
GranTeCan	10.4m (2009)
Giant Magellan Telescope (GMT)	24m (2016)
Thirty-Meter Telescope (TMT)	30m (2016)
Extremely Large Telescope (ELT)	42m (2016)

Embora a antena típica de um **rádio telescópio** tenha uma forma **parabólica** (à imagem dos telescópios ópticos reflectores), a primeira diferença importante é que muitas não são “cheias”: podem ter “buracos”, dependendo do comprimento de onda da observação.

A segunda diferença é que os rádio telescópios devem estar “protegidos” da emissão ruidosa da superfície da Terra. Assim, a própria antena serve de “escudo” mas, para tal, o $f/número$ deve ser ~ 1 ou mesmo < 1 (portanto, a distância focal é **inferior** ao diâmetro da antena).



O maior do mundo (300m) - Arecibo



O maior do mundo amovível (110x100m) – Green Bank (Virginia)

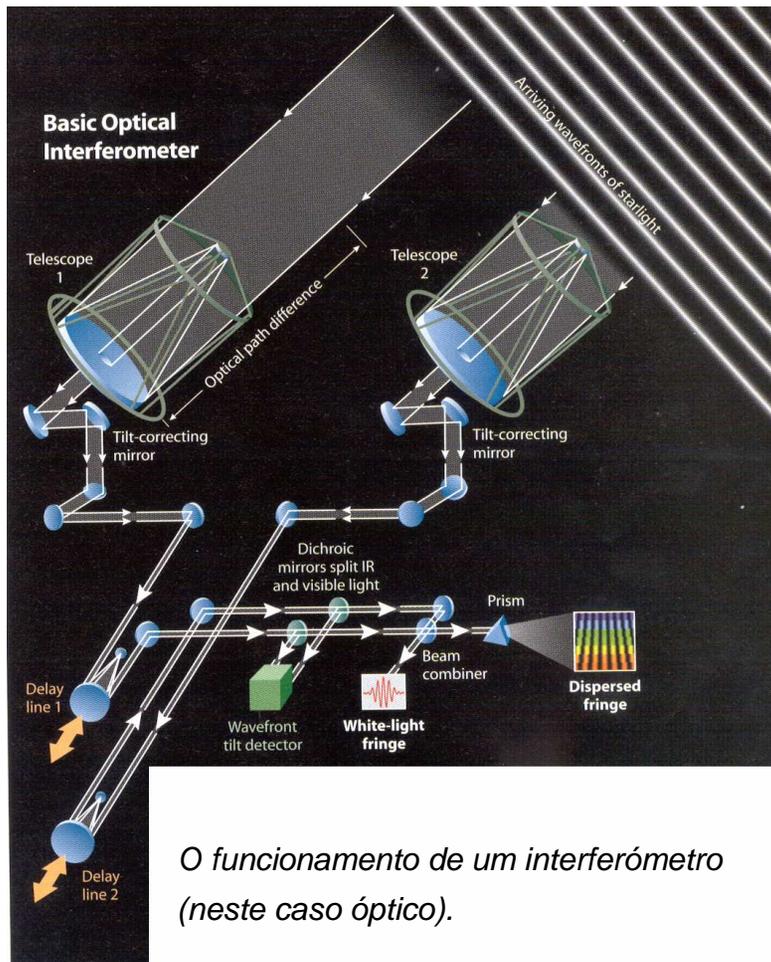
Uma antena VLBI (32m, Cambridge)



Rede de dipolos BSA (Puschino, Rússia). 70000m².



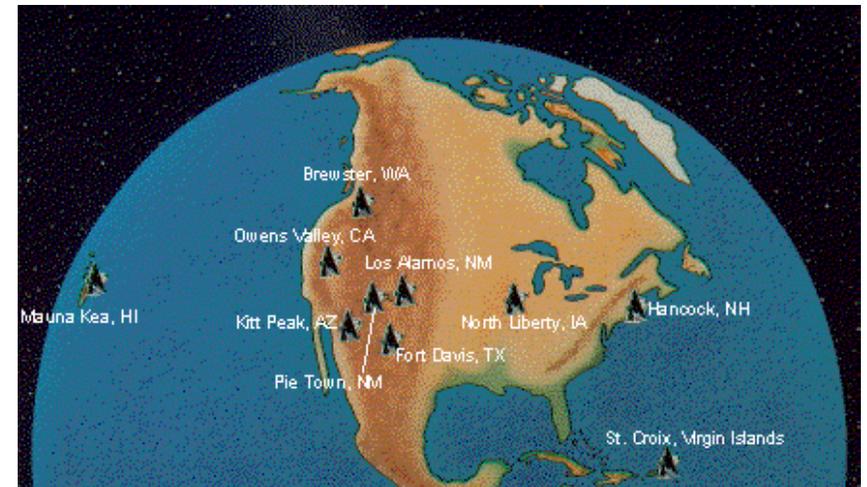
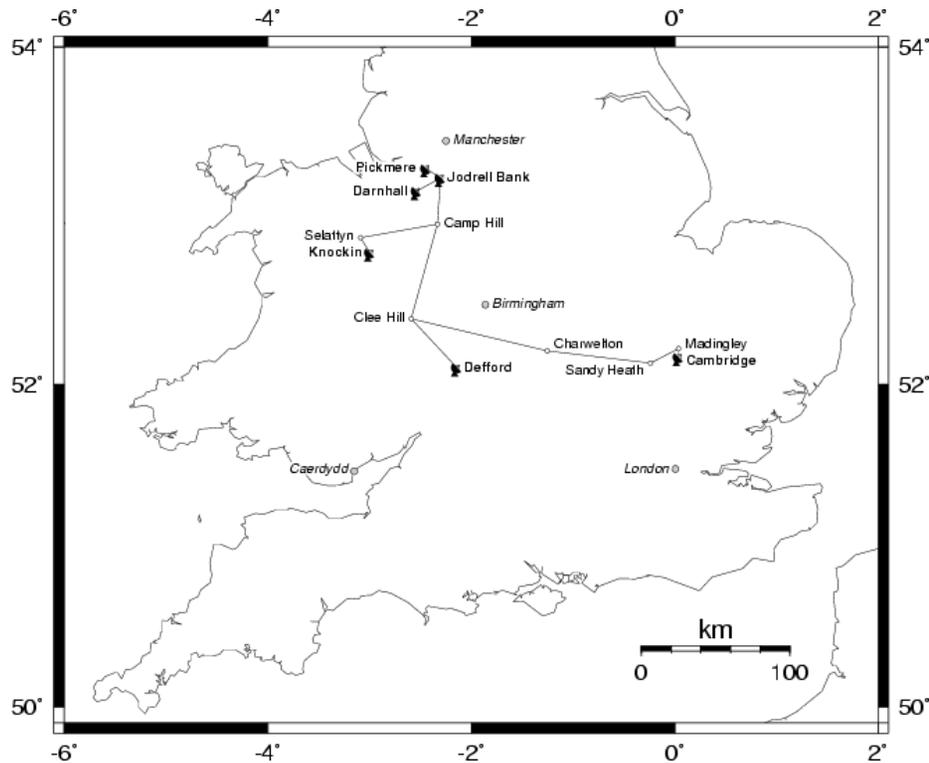
Revolução (primeiro na Rádio Astronomia; em 2001 no óptico - VLT e Keck): [interferometria](#). Vários telescópios dão o (quase) equivalente a outro com o diâmetro da [distância máxima](#) entre eles.



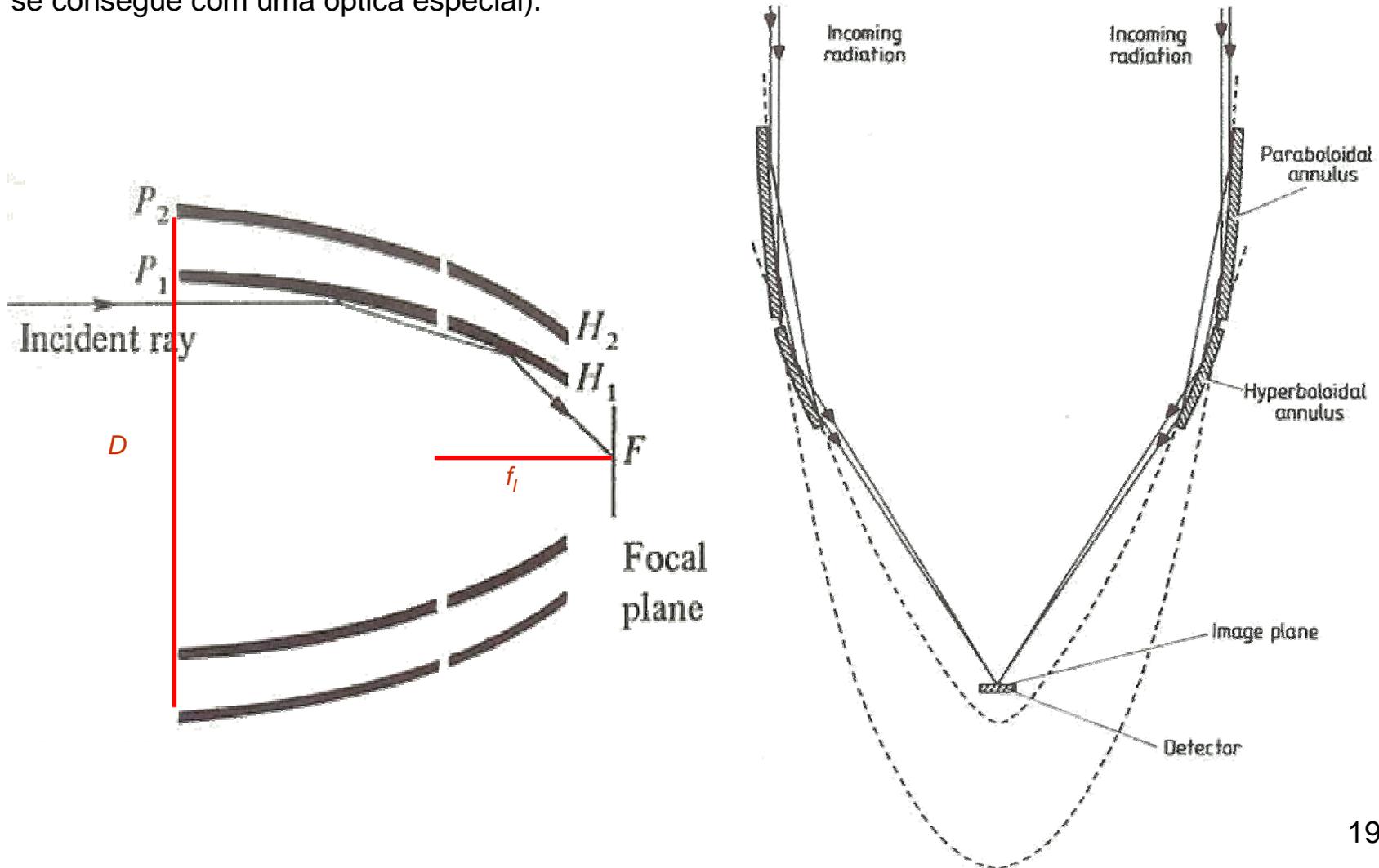
O VLA, o interferómetro mais sensível (e famoso) do mundo. Tem flexibilidade o suficiente para ter quatro comprimentos máximos: 1, 3.6, 10 e 36 km.

O VLBI junta o EVN e o VLBA para chegar ao diâmetro da Terra.

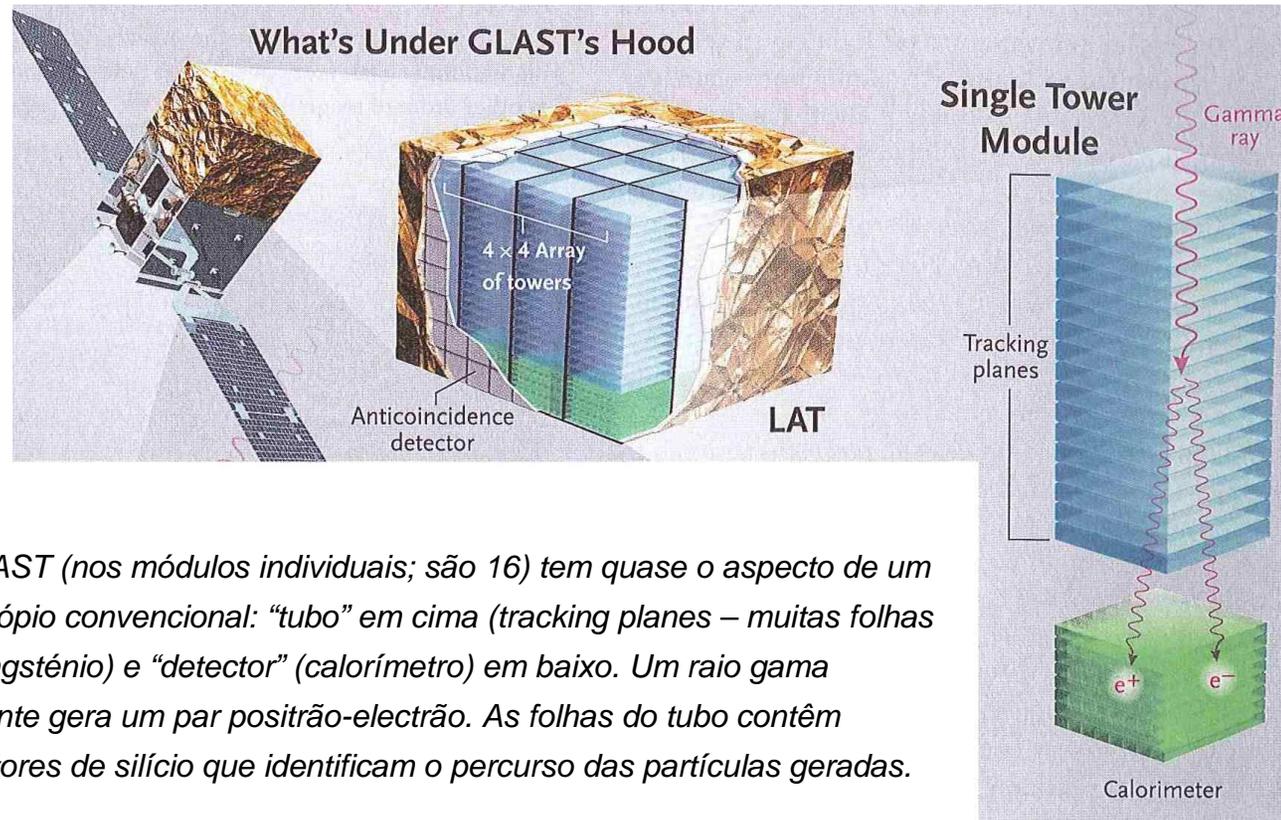
O MERLIN (Inglaterra) tem um comprimento máximo de 230 km.



Nos **raios X** os fótons são tão energéticos que passam “a direito” por um espelho convencional, só sendo “convencidos” a convergir num foco se o ângulo de incidência/reflexão for **pequeno** (o que se consegue com uma óptica especial).



Nos raios γ ainda é mais difícil “convencer” os fótons a convergir num foco. Têm de se usar “telescópios” bem diferentes. O GLAST, lançado em 2008, exemplifica bem onde chegamos em tecnologia nesta área.



O GLAST (nos módulos individuais; são 16) tem quase o aspecto de um telescópio convencional: “tubo” em cima (tracking planes – muitas folhas de tungsténio) e “detector” (calorímetro) em baixo. Um raio gama incidente gera um par positrão-electrão. As folhas do tubo contêm detectores de silício que identificam o percurso das partículas geradas.

3 – MONTAGENS

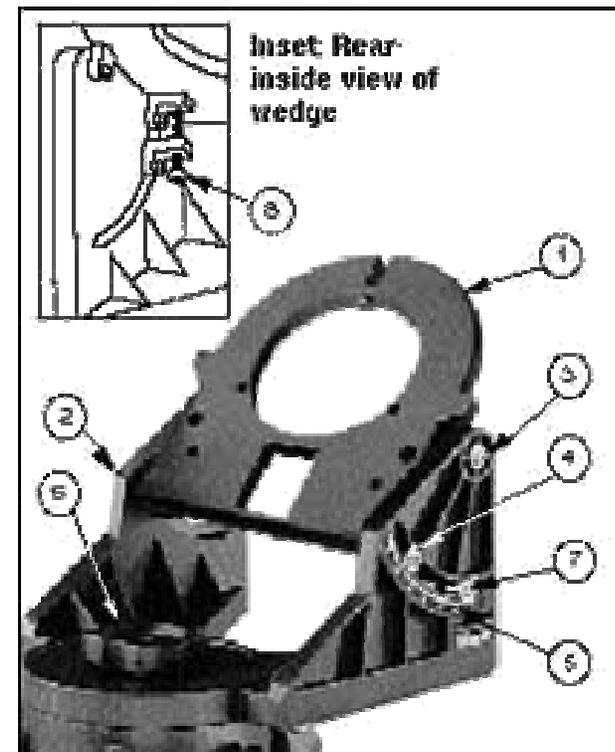
Não há observação séria (profissional) feita sem uma montagem **rígida** para o telescópio (e instrumentação). Aliás, mesmo que o telescópio não seja da melhor qualidade, é possível obter imagens de alta qualidade com uma CCD logo que a montagem seja excelente.

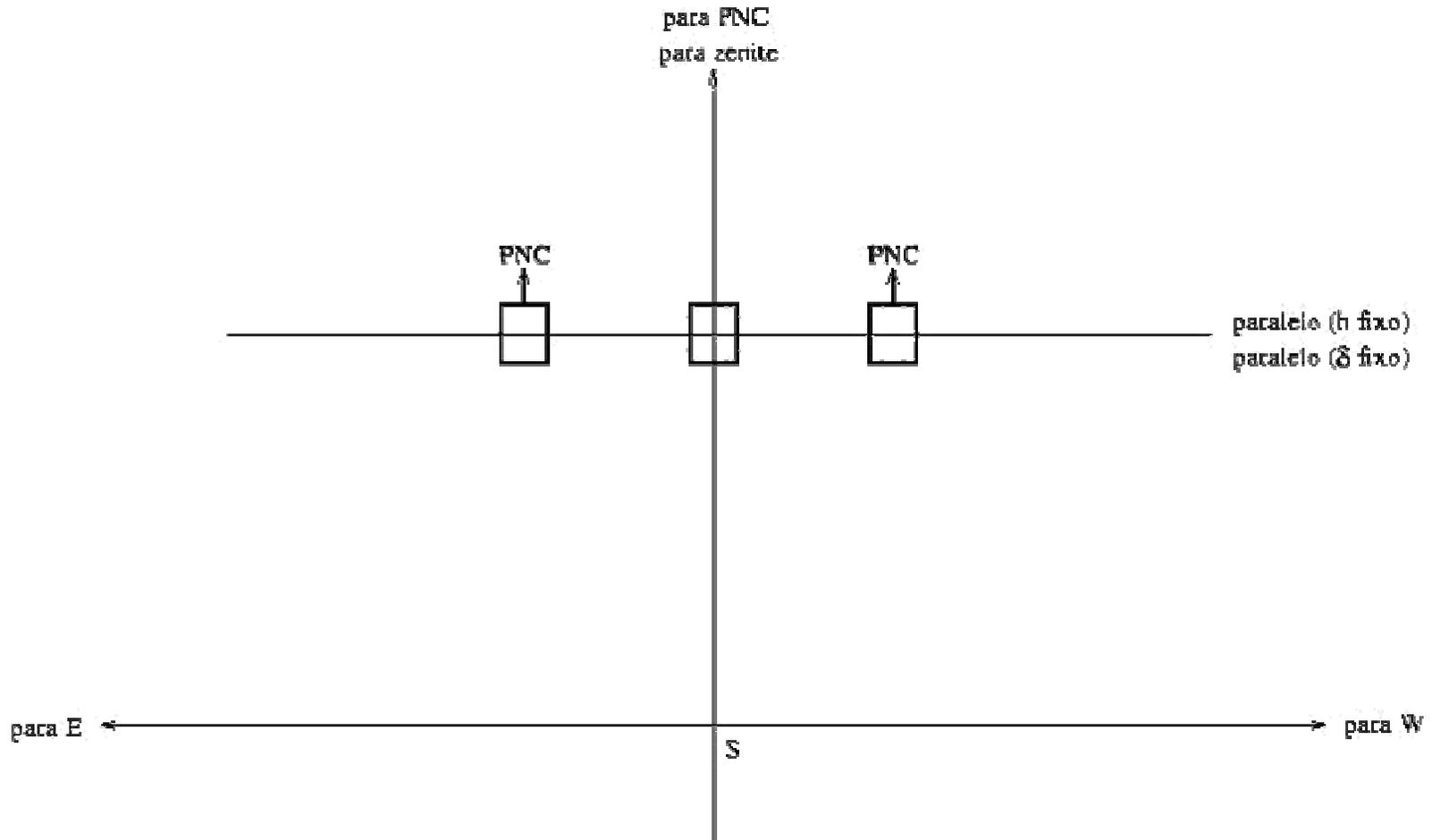
O contrário já não é verdade: sem uma boa montagem, de pouco adianta a excelência da CCD e/ou telescópio. Daí que é de esperar que uma montagem seja tão (ou mais) cara que o próprio telescópio.

A **montagem equatorial** evita o problema da rotação de campo. É a preferida para telescópios não muito grandes, eventualmente recorrendo a um “wedge” para a transferir de uma montagem altazimutal.

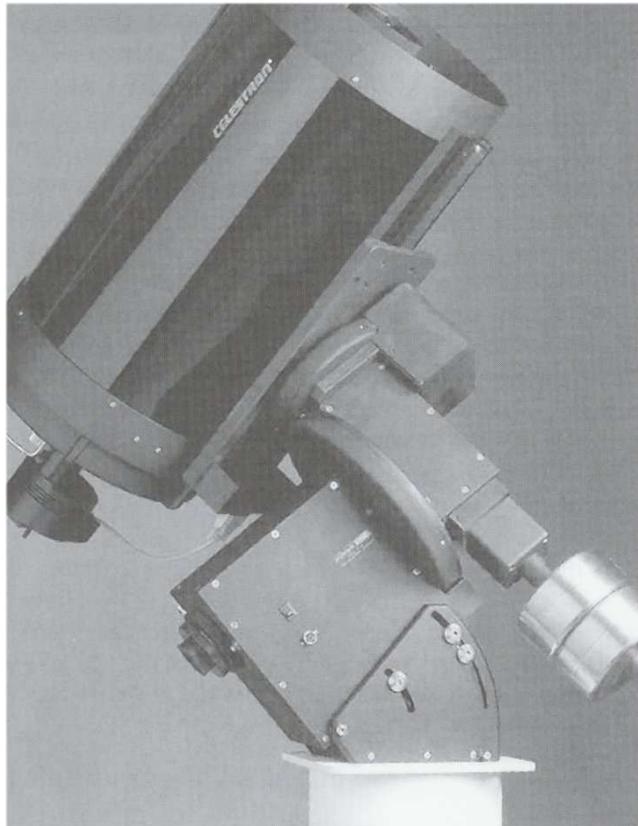
Permite seguir objectos de uma forma simples, já que só um dos eixos precisa de rodar: basta um motor nesse eixo, embora a nível profissional, sejam sempre necessárias pequenas correcções a ambos os eixos (**autoguiding**) pelo que dois motores são indispensáveis.

O problema principal desta montagem é a instabilidade gravítica (momentos elevados, etc.) devido ao enorme peso dos telescópios profissionais.

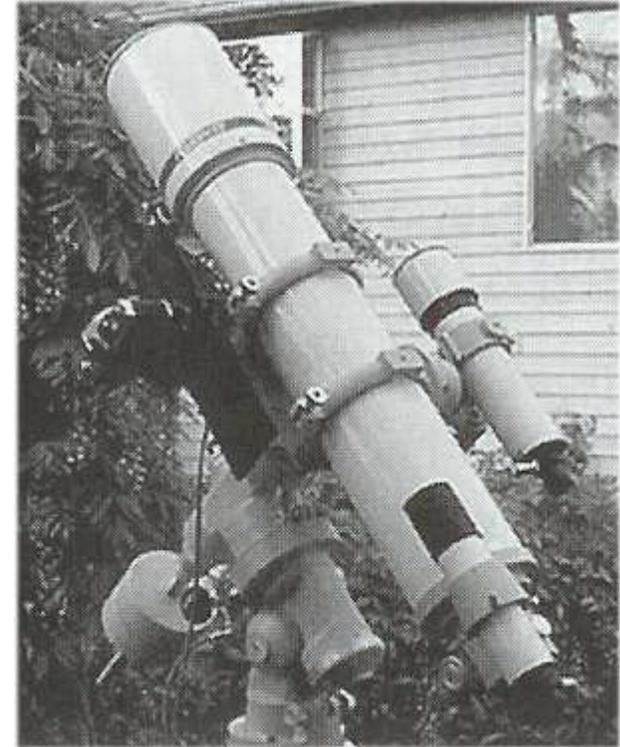


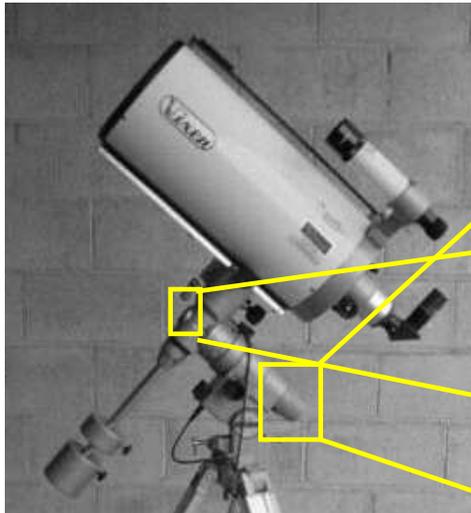


A mais sólida, mais procurada (e mais cara...) montagem equatorial é a chamada **alemã**. Esta coloca o tubo do telescópio descentrado da coluna do tripé, usando um contrapeso do outro lado, para compensar. O acesso à ocular passa a ser fácil para qualquer posição do telescópio. Não há qualquer restrição a pontos do céu para onde se pretenda apontar o telescópio.

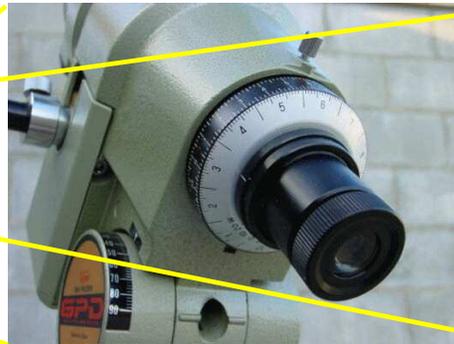


A montagem Paramount 1100, um bom exemplo de uma montagem rígida.





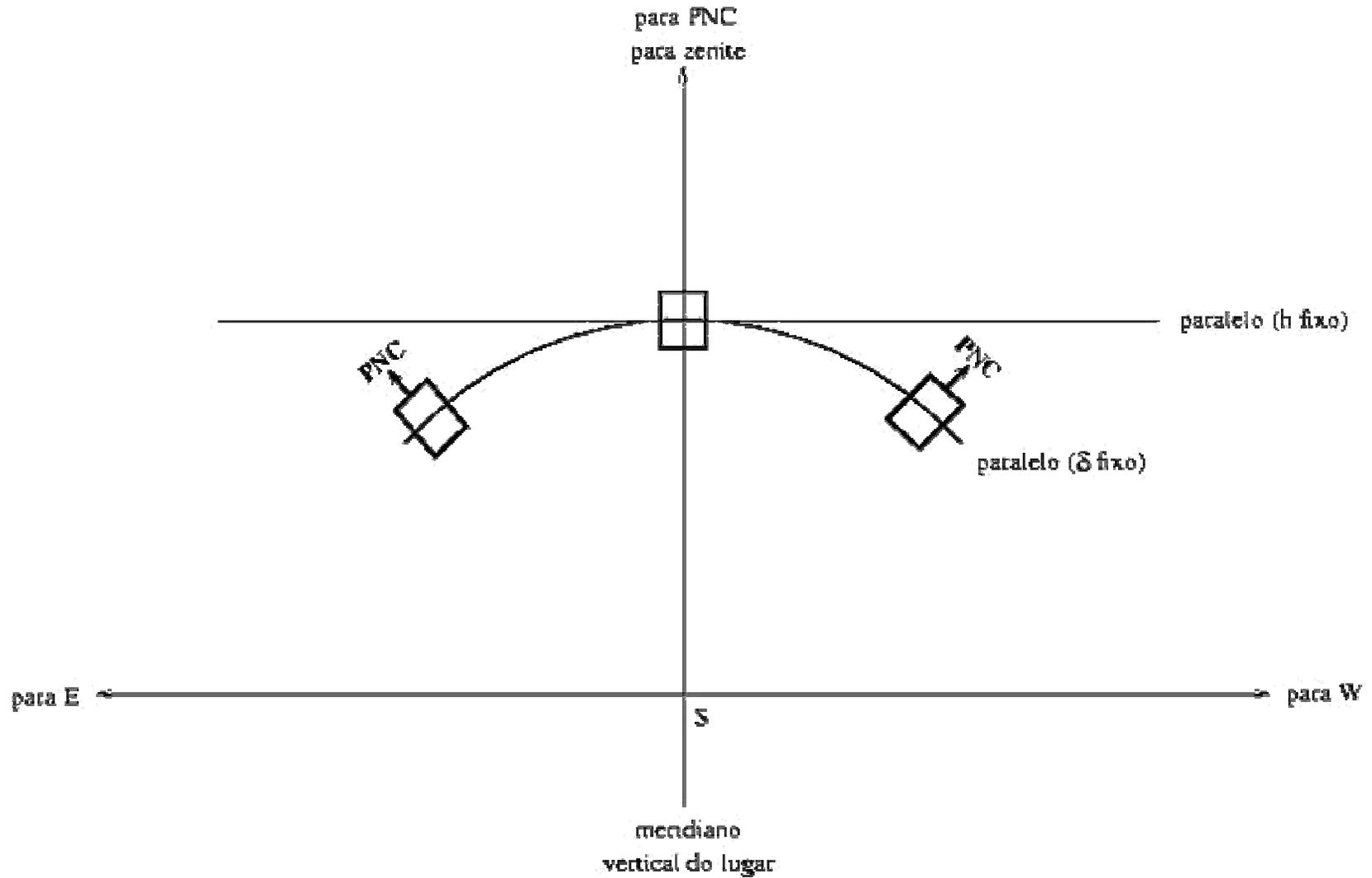
Muitas montagens equatoriais trazem **embutido** no seu eixo polar um telescópio (poucos cm de abertura) com retículo para o **alinhamento polar**.



Por muitos truques que se usam, a montagem equatorial está sempre sujeita à nefasta influência da gravidade. A partir do momento em que os avanços computacionais o permitiram (anos 80-90), a **montagem altazimutal** tornou-se o padrão, não só na Astronomia profissional, mas também na amadora.

É claro que, agora, é necessário que **dois** motores estejam constantemente em funcionamento, um para cada eixo, a velocidades diferentes. Ainda, é necessário compensar a rotação de campo (e.g. com um “derotator”).







Uma das formas de montar um telescópio altazimutalmente é com recurso a um **garfo** (também usado nas montagens equatoriais) que segura o tubo em cada lado, suspenso no ar.

Popularizada por John Dobson (um famoso astrónomo amador americano), o **telescópio Dobsoniano** utiliza uma montagem altazimutal especialmente adequada a tubos muito grandes e pesados.



Um tipo de montagem altazimutal rígida é uma **coluna** (“pier”) de aço (ou cimento – ideal) em cima da qual se coloca o telescópio (e.g. o “garfo” da montagem altazimutal). A coluna prende-se a um chão de cimento, sendo o conjunto imune a vibrações (embora o aço seja propenso a estas, o cimento absorve-as).

4 – DETECTORES

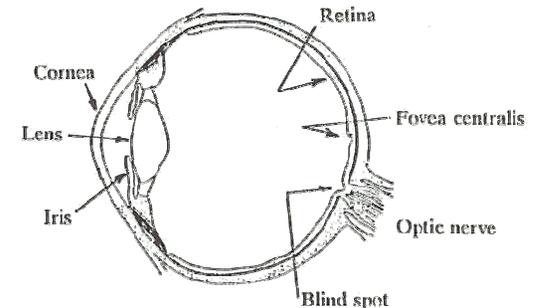
O primeiro detector astronómico foi, claro, o olho humano. E foi o único disponível até bem “recentemente” (1840). Foi, entretanto, substituído por uma imensa variedade de detectores (no óptico) que têm equivalentes nas outras gamas do espectro electromagnético.

O problema mais grave que o olho tem, comparado com os outros detectores, é a incapacidade de **integração** ao longo do tempo (o olho não faz exposições longas...). Assim, é muito limitado na sensibilidade aos objectos que consegue detectar.

A **máquina fotográfica** (1840) foi o primeiro detector (e no óptico) a substituir o olho humano. A preto-e-branco, continua a ser o tipo de detector mais simples. Permitiu, pela primeira vez:

- i) **Registar** imagens de uma forma não-ambígua. Deixou de ser fundamental confiar totalmente nos astrónomos e nos desenhos que faziam (havia “provas” mais directas).
- ii) **Integrar** imagens ao longo do tempo, detectando objectos muito mais fracos do que os visíveis a olho nú.

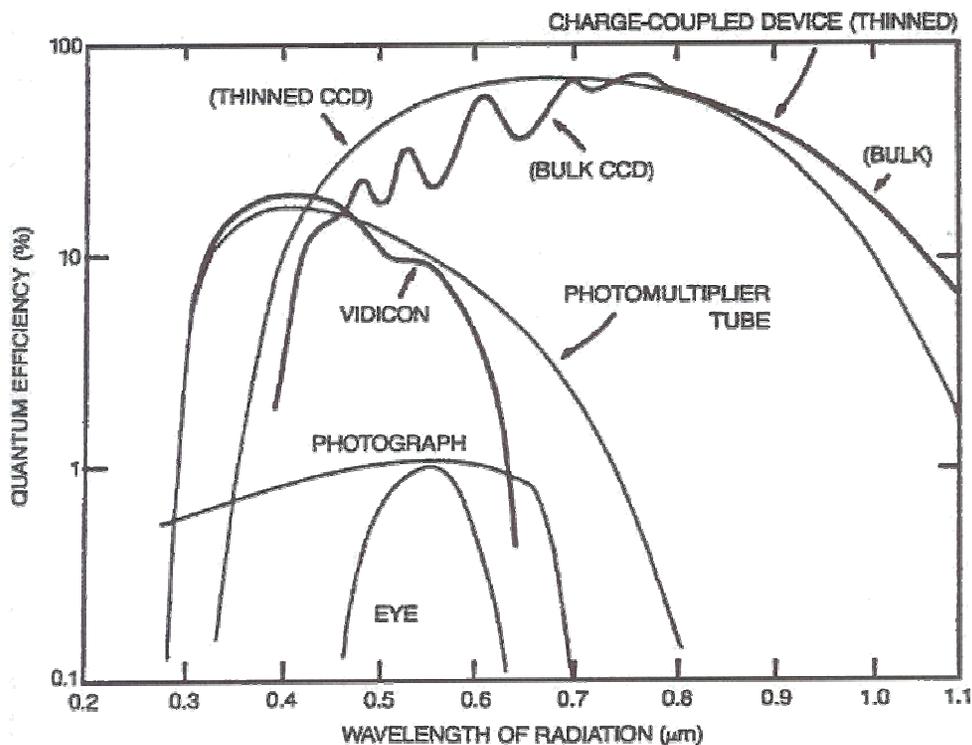
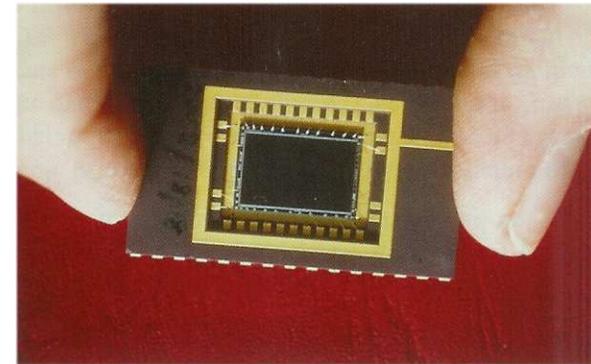
O grande problema da máquina fotográfica, que a levou a ser destronada pela CCD, é a sua incrível **ineficiência** (só 0.1% dos fotões incidentes tornam um “grão” da emulsão escuro). Para comparação, o olho humano tem uma eficiência de 1%...



Um olho direito visto de cima. Temos $D=2-8\text{mm}$ (íris) e $f_l \approx 2.5\text{cm}$ – mas pode variar (músculos).

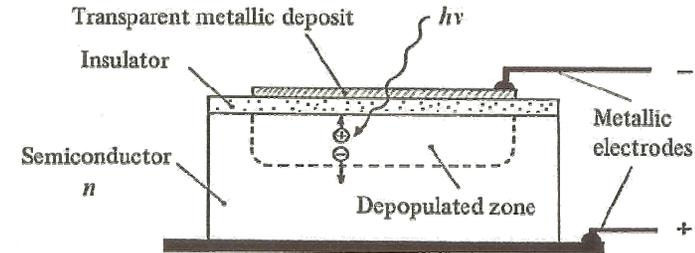
Nos anos 80 construíram-se em massa as primeiras CCDs ([Charge-Coupled Device](#) ou Charge-Coupling Device), embora tivessem sido idealizadas já em 1969 (quando se pensava utilizar os seus “chips” como memórias de computadores)! A primeira imagem astronómica produzida com uma CCD (Urano) data de 1975.

A eficiência quântica típica de uma CCD é de ~60-80% na gama 0.3-1.0 μm , embora seja mais sensível no vermelho.



Comparação da eficiência quântica de vários tipos de detectores no óptico.

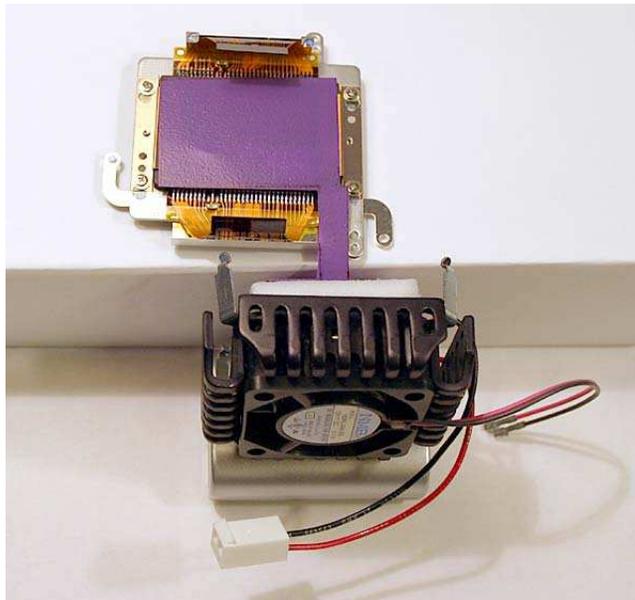
Numa CCD, um fóton incidente desaloja um electrão criando um “buraco”. Este vai-se “perder” no substrato de silício originando uma corrente eléctrica.



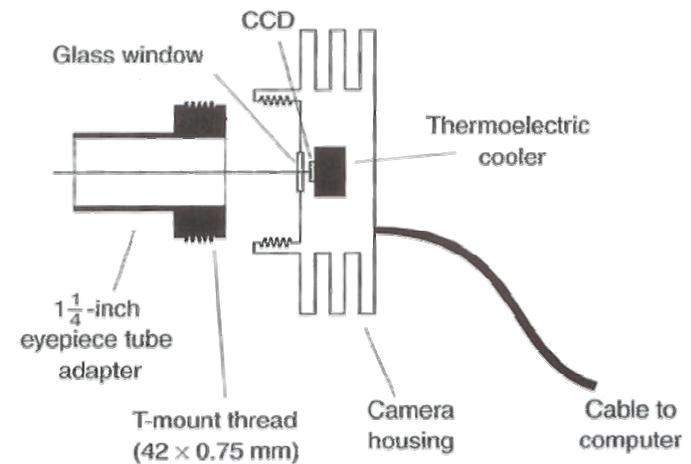
A CCD é **arrefecida** para reduzir ao máximo a “dark current” (com origem em electrões térmicos).

O arrefecimento base é feito de forma **termo-eléctrica** ($\Delta T \sim 40^\circ\text{C}$) por um “arrefecedor de Peltier”.

Em CCDs profissionais segue-se o arrefecimento **criogénico** (azoto ou hélio líquido).



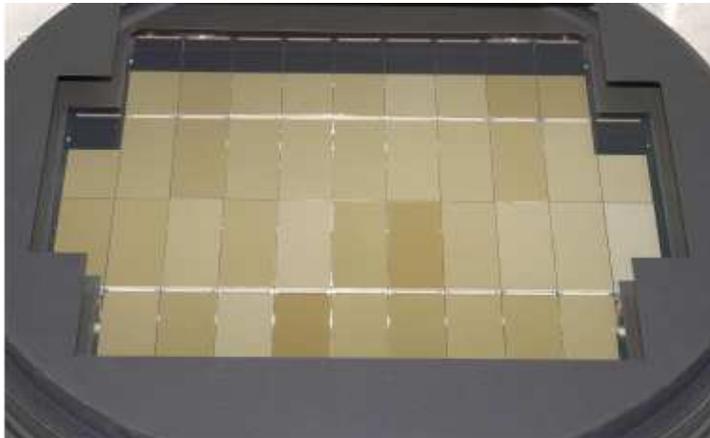
O exemplo de um “arrefecedor” de Peltier aplicado a um “chip” (cold plate).



O diagrama de um “arrefecedor” de Peltier aplicado a um “chip” de CCD. 29

Hoje em dia já se produzem rotineiramente “chips” com 4096×4096 pixeis com $\sim 10\text{-}20\mu\text{m}$ de lado. Independentemente da abertura do telescópio onde a mesma está acoplada, é este tamanho físico dos pixeis que define a **resolução** das imagens obtidas com a CCD.

Para compensar os pequenos campos-de-visão das CCDs é comum juntarem-se vários “chips” em **mosaicos** (usualmente com pixeis grandes $\sim 15\mu\text{m}$, de forma a maximizar o campo-de-visão).



O MegaCam, um mosaico de 40 CCDs 2Kx4.5K em utilização no CFHT 3.6m (desde 2002).

Campo de visão: $1^\circ \times 1^\circ$. Resolução: $0.185''/\text{pixel}$ ($\sim 13.5\mu\text{m}/\text{pixel}$).

As CCDs são também eficientes na detecção de **raios X** funcionando, até, como detector e como espectrómetro: basta fazer, para cada fotão, a contagem da quantidade de pares electrão-buraco produzidos no silício (este número é proporcional à energia do fotão incidente).

O **bolómetro** começou por ser utilizado no IV mas hoje em dia já chegou aos sub-mm.

Na essência, um bolómetro é um instrumento que absorve radiação numa superfície “negra” e a converte em calor. Nesse material negro mede-se (σ é condutividade eléctrica):

$$\Delta T = T_{\text{medição}} - T_{\text{anterior}} \propto \sigma$$

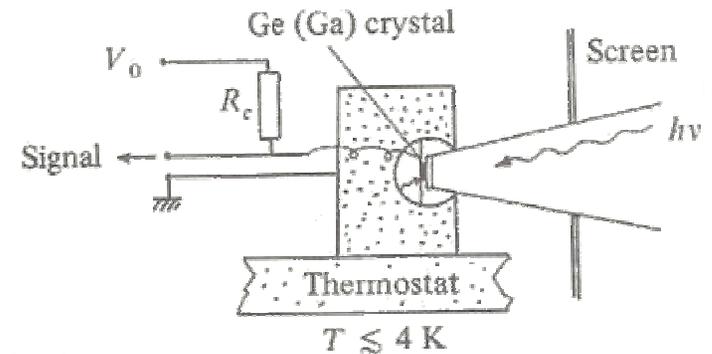
A superfície negra pode ser a de um cristal (e.g. germânio) ou de um gás. Neste último caso é um electrão que é agitado termicamente e, por isso, se chama a este tipo **Hot Electron Bolometer** (HEB).

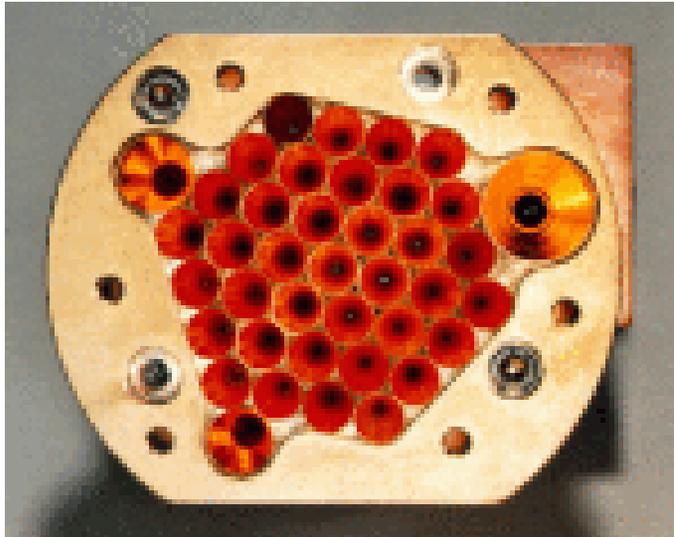
Hoje em dia o silício também é usado, com a vantagem de se atingir a detecção no **rádio**. O material mais usado nos sub-mm (e rádio), no entanto, é o InSb ($\lambda > 0.5\text{mm}$, $\nu < 600\text{ GHz}$). O único problema deste é a estreita largura de banda que fica disponível ($\sim 1\text{ MHz}$).

O arrefecimento dos bolómetros é **fundamental** ($T \sim 1\text{-}2\text{ K}$ com hélio líquido): melhora a resolução temporal, para além de diminuir o ruído (aumentando a sensibilidade).

Infelizmente, os bolómetros têm um **limite quântico** dado por:

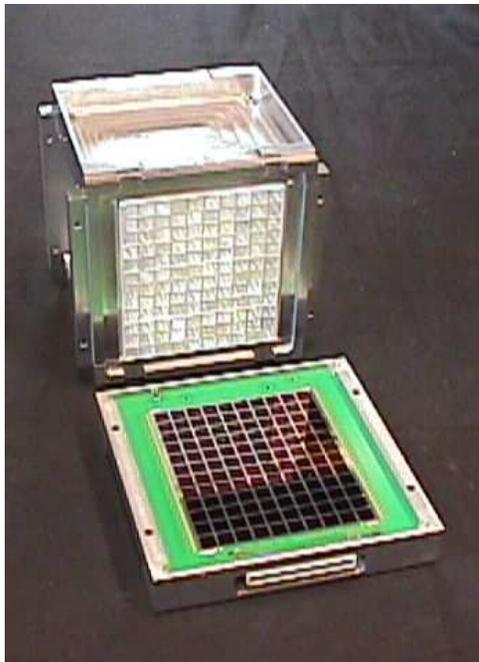
$$kT \approx h\nu \Rightarrow T \approx 4.8 - 48\text{ K} \quad (100 - 1000\text{ GHz})$$





O SCUBA continha 37 pixeis (ou bolómetros) para observações a 0.85mm.

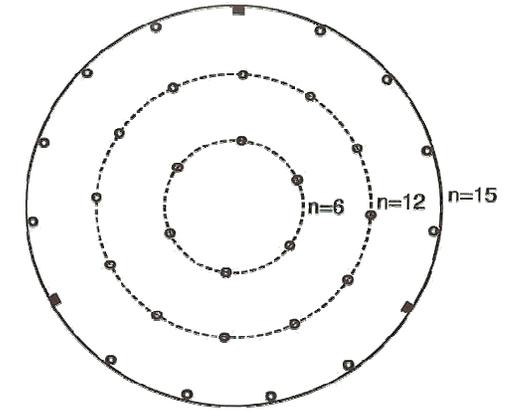
O princípio do **calorímetro** é exactamente o mesmo do bolómetro mas para altas energias (especialmente **raios γ**). O calorímetro detecta o pequeníssimo aumento de calor produzido por fotões energéticos incidentes num sólido. Este deve ser de material o mais absorvente possível.



Cada calorímetro absorve um fotão e mede a sua energia. Neste exemplo, consiste numa matriz de 10x12 "pixeis" de CsI:TI. Fotodíodos detectam a cintilação no visível causada pelo impacto.

5 – ÓPTICAS ACTIVA e ADAPTATIVA

Um espelho de grande dimensão ($>1\text{m}$) utiliza **vários anéis** com pontos de apoio para ligação à montagem. Por exemplo, um espelho de $\sim 2\text{ m}$, recorre a três anéis, com 6, 12 e 15 pontos de apoio, respectivamente.

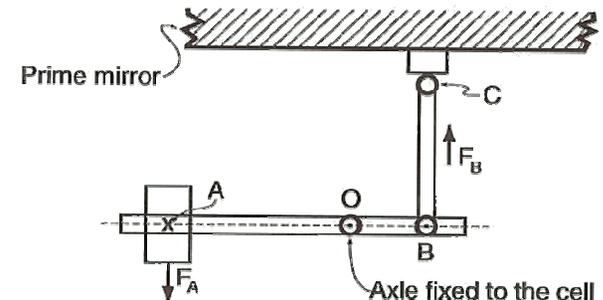


No caso dos espelhos do VLT, cada um tem **seis** anéis de suporte (e 150 actuadores).

Óptica activa – sistema de controlo com o objectivo de melhorar a qualidade da imagem obtida por um telescópio. Funciona reposicionando espelhos secundários ou modificando a forma do primário, actuando nos seus pontos de apoio (suportes).

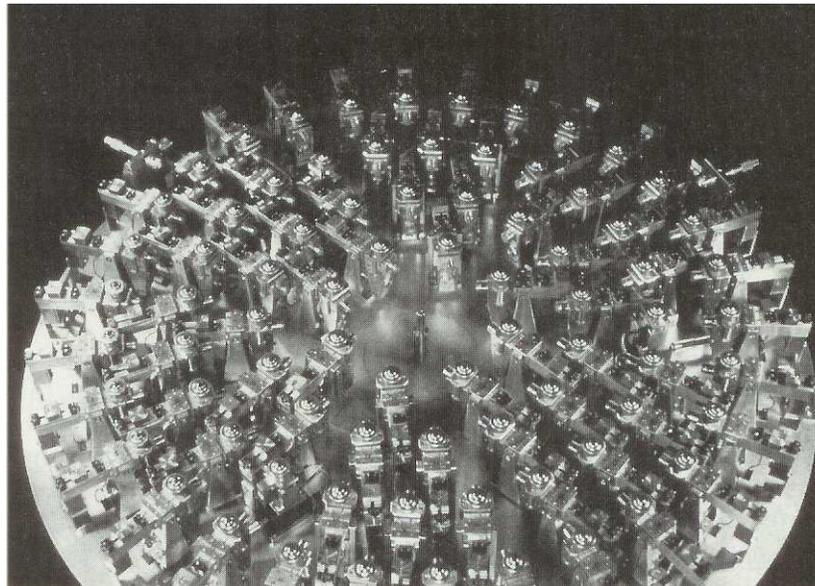
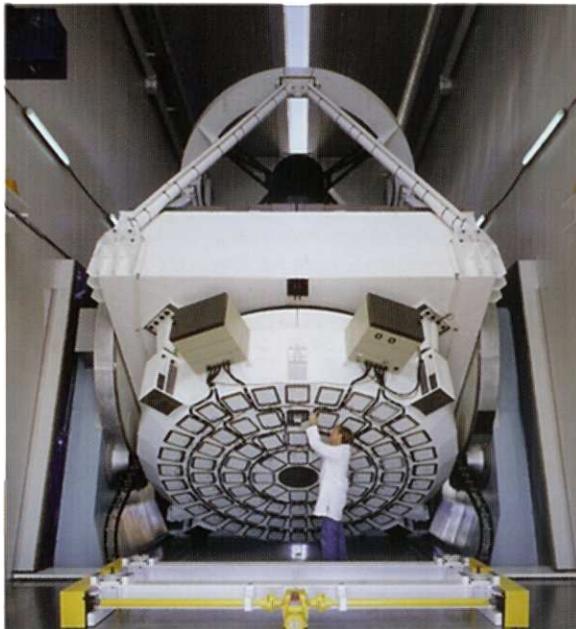
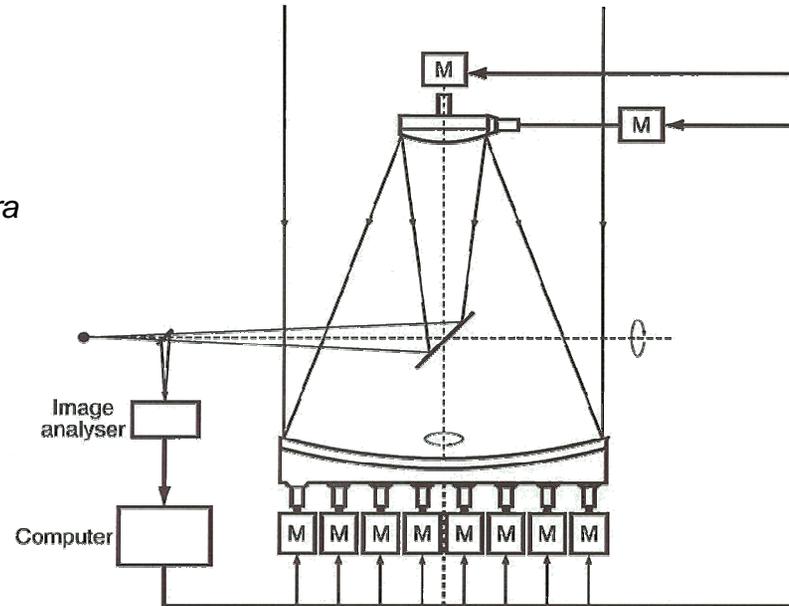
A óptica activa é um processo de controlo de **baixa frequência** (a óptica adaptativa é de alta frequência, $> 10\text{ Hz}$), tipicamente $< 10^{-2}\text{ Hz}$ (períodos da ordem dos minutos). A **óptica activa estendida** cobre $10^{-2} - 10\text{ Hz}$ (ordem de segundos).

Um problema relevante na Astronomia profissional tem a ver com a distorção sofrida pelos espelhos quando em operação, devido ao efeito da gravidade – **distorção “lateral” ou “radial”**.



*Uma forma de compensar a distorção lateral automaticamente, à custa de uma **alavanca**.*

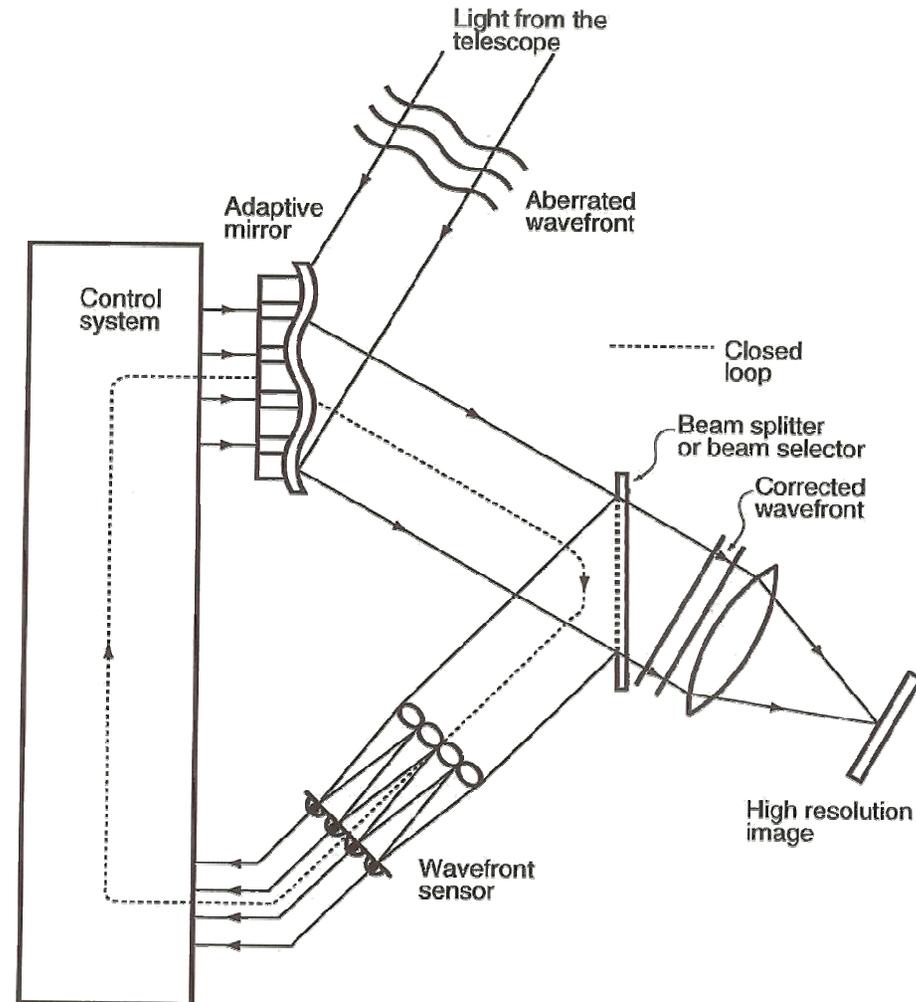
O princípio da óptica activa, incluindo actuadores para o espelho secundário (laterais e axiais). Neste caso usa-se para referência a estrela das observações, recorrendo a um beamsplitter.



O NTT 3.5m contém 78 actuadores (para além dos 24 laterais).

Por oposição à óptica activa, a **óptica adaptativa** tem também por objectivo melhorar a qualidade da imagem obtida por um telescópio mas, desta vez, actua compensando os efeitos nefastos do “seeing” atmosférico e similares.

A implementação da óptica adaptativa, em termos práticos, recorre a um **pequeno espelho flexível (adaptável)** que compensa, em tempo real, os efeitos do “seeing” e similares, traduzindo a superfície do espelho, em cada instante, uma imagem “invertida” daqueles efeitos. A luz que serve de teste, num **sensor de frente de onda**, vem de uma estrela brilhante no campo da observação. Pode ser **natural** ou **artificial** (laser).



6 – MEDIDORES de ESPECTRO

A espectroscopia é a **progenitora** da astrofísica: sem informação sobre a composição e a velocidade dos objectos astronómicos o nosso conhecimento sobre o Universo seria diminuto.

É, assim, **fundamental** o estudo dos espectros. De longe, o instrumento mais importante em toda a Astronomia é o espectroscópio/espectrógrafo/espectrómetro.

espectroscópio – observação visual dos espectros

espectrógrafo – gravação do espectro numa chapa fotográfica

espectrómetro – registo do espectro num detector electrónico (fotómetros/CCDs)

Define-se **resolução espectral** (adimensional) por:

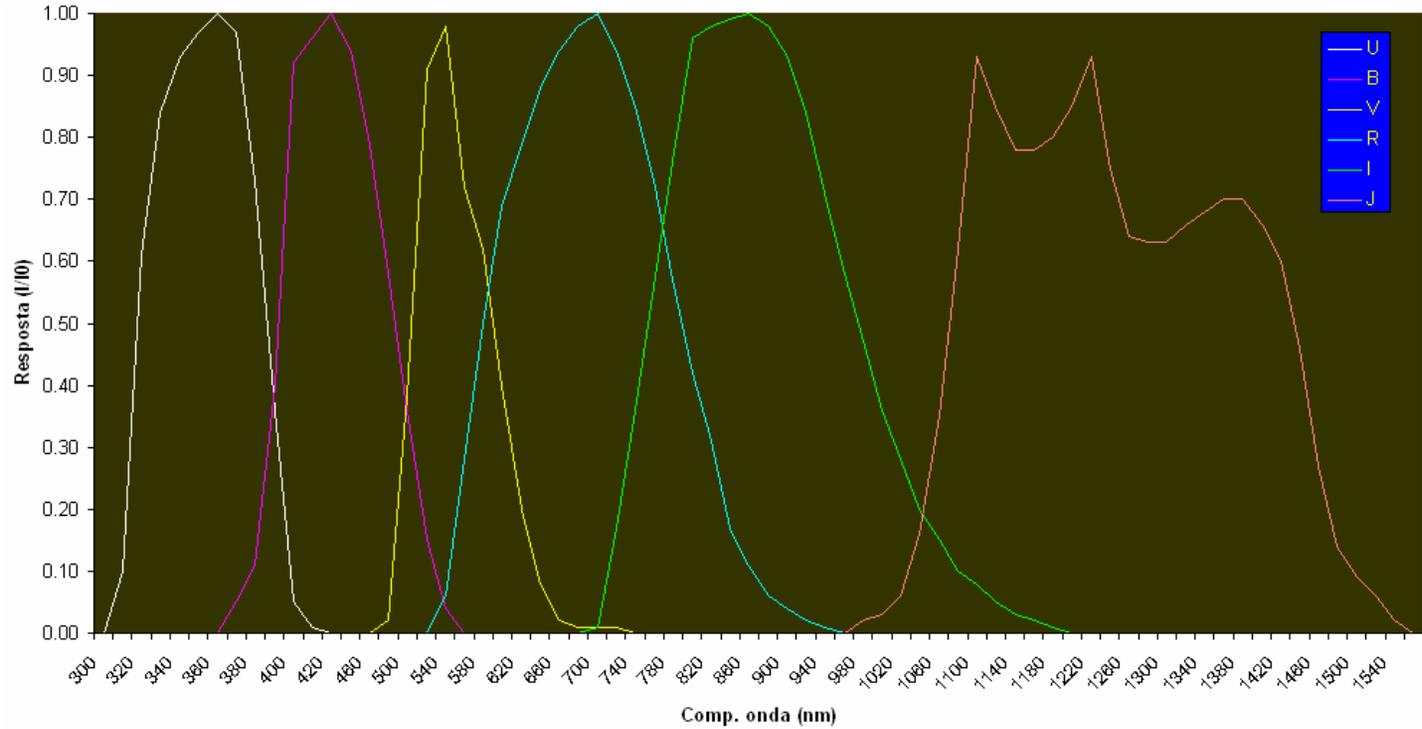
$$R = \lambda / \Delta\lambda$$

Operacionalmente: $R < 100$ (*fotometria*)

$R > 100$ (*espectroscopia*)

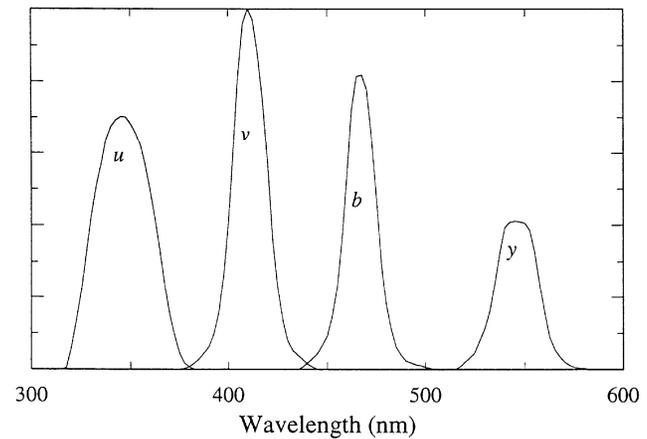
Assim, conforme a resolução com que se estuda o espectro, as **técnicas** têm nomes diferentes:

$R \approx 1-10$ (fotometria de banda larga – broadband) [e.g. Johnson - UBVRIJ]



$R \approx 10-100$ (fotometria de banda intermédia)

[e.g. Stromgren]



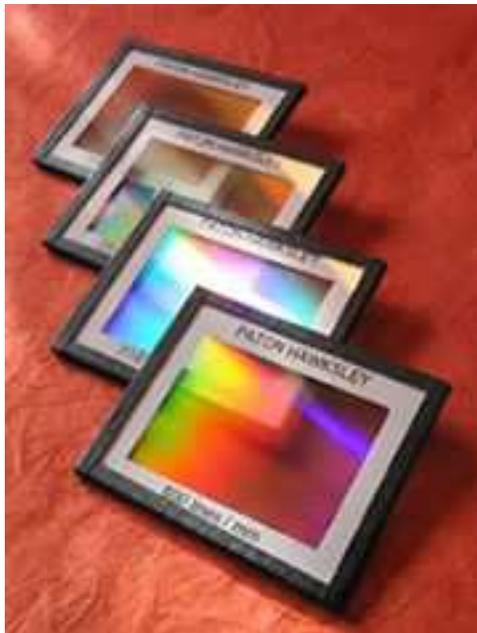
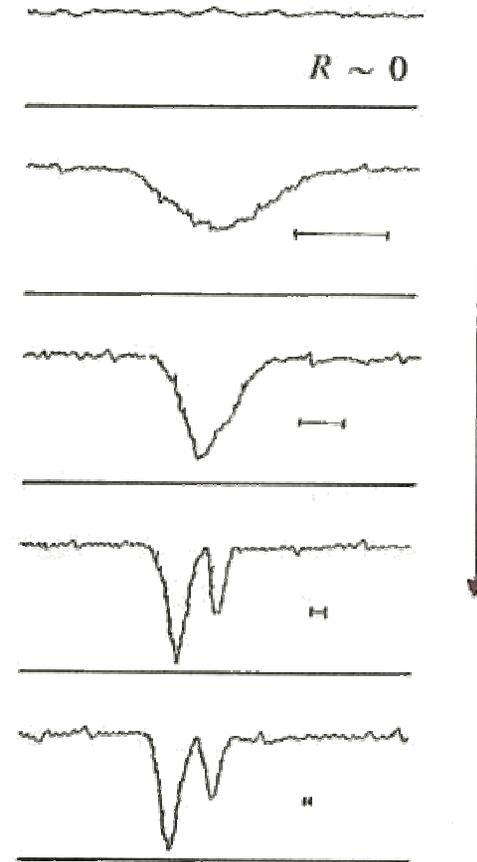
$R \approx 100-300$

(fotometria de banda estreita) [e.g. H_α H_β OIII]

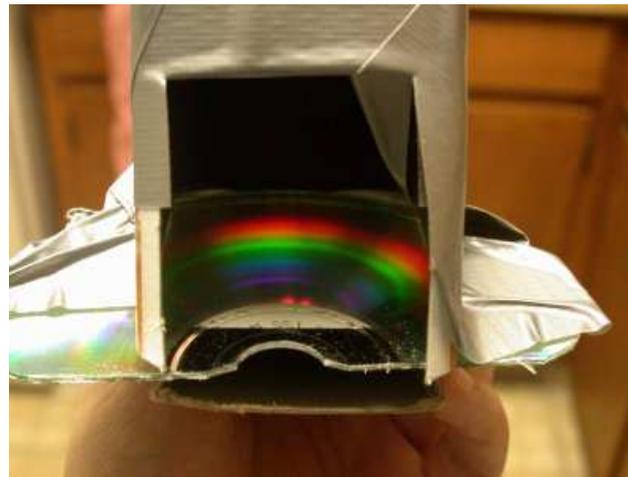
$R > 300$

(espectroscopia de interferência)

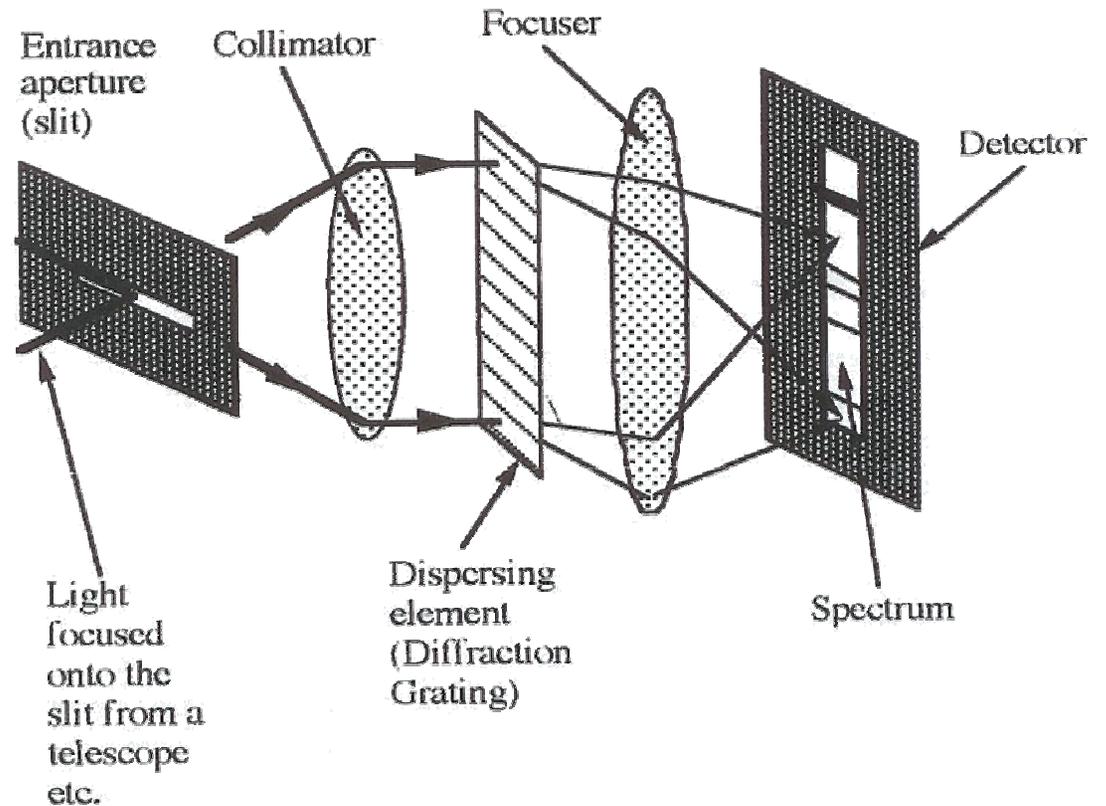
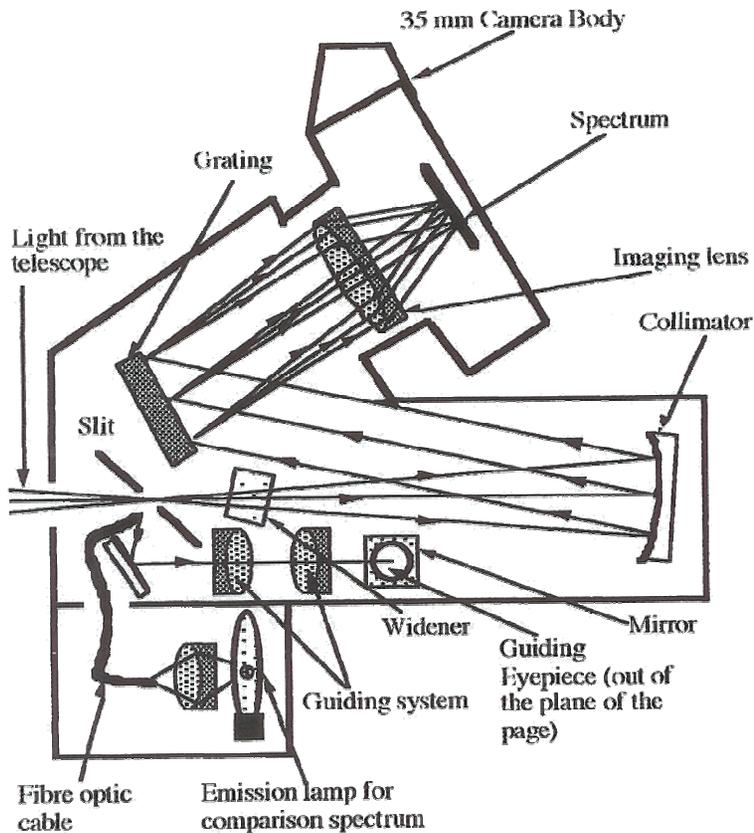
As redes de difracção são um caso particular da **Espectrometria de Interferência** onde se provoca a interferência das ondas incidentes de forma à mesma ser construtiva na gama de interesse e destrutiva no resto do espectro.



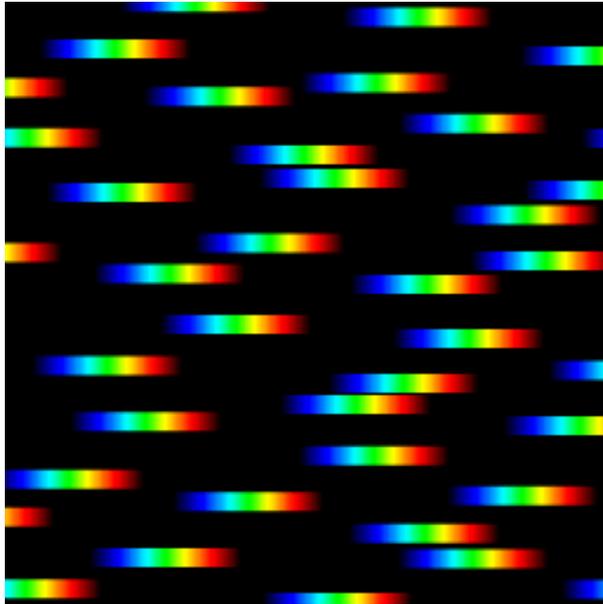
Exemplo de uma rede de difracção de **transmissão**.



Um CD ou DVD é um exemplo de uma excelente rede de difracção de **reflexão**.

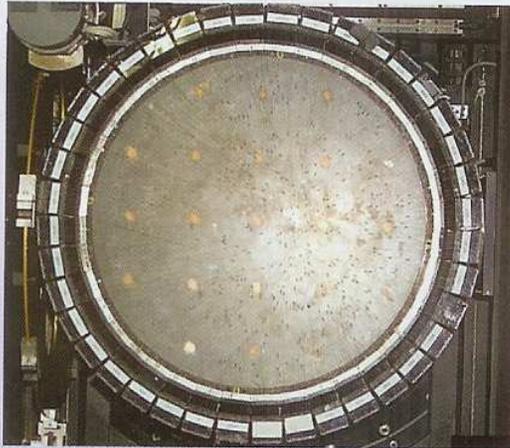


No mínimo, qualquer espectrómetro deve conter uma **fenda**, uma (duas) lente(s)/espelho(s) (**colimador** – todos os raios incidentes saem paralelos) e uma rede de difracção (tipicamente de reflexão). Está implícita a utilização de um detector (CCD, fotografia, olho humano) para registar o **espectrograma** (espectro em “bruto”).

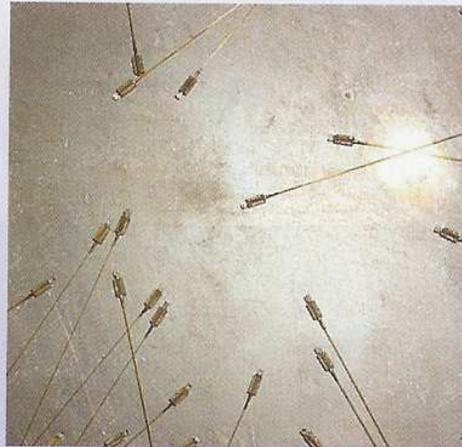


Num espectroscópio de objectiva (e.g. prisma) todos os objectos observados aparecem com o seu espectro. No fundo, é como se se fizesse multi-espectroscopia de baixa resolução.

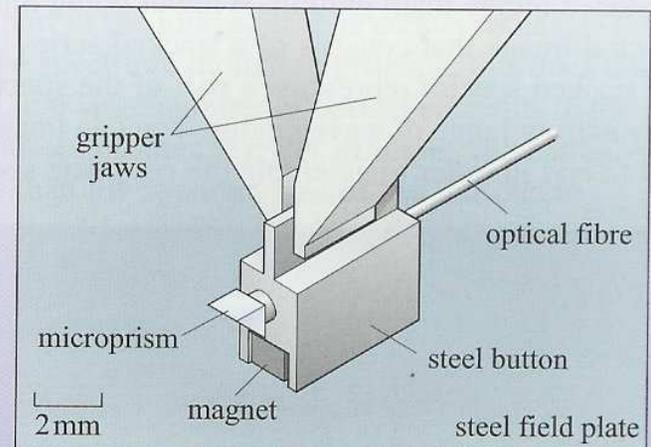
*Multi-espectroscopia: o sistema de 400 fibras do espectrómetro 2dF (Two-degree Field) no AAT 3.6m. **a)** placa completa; **b)** algumas fibras (notem-se as diferentes posições); **c)** como funciona cada fibra.*



(a)



(b)



(c)