

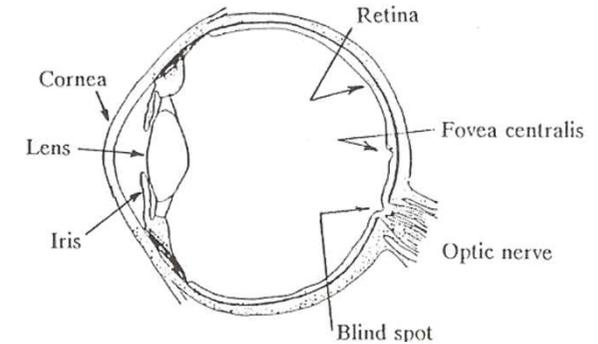
3 – DETECTORES

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.

Os problemas principais do olho humano são a baixa **sensibilidade** (apesar da gama dinâmica de $1:10^{10}$, 100 vezes melhor que as das células sensíveis à cor), **resolução** ($\alpha \sim 1'$) e **estreita gama espectral**: as células sensíveis às cores têm $10\mu\text{m}$ de separação e cobrem apenas $0.40\text{-}0.65\mu\text{m}$ (três cores: $\lambda_{\text{pico}} \sim 430\text{nm(B)}, 530\text{nm(G)}, 560\text{nm(R)}$). De facto, o céu já foi explorado até à exaustão com o olho humano (nú) até ao tempo dos gregos e via telescópio desde Galileo (1609).

Um outro problema óbvio 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 em relação aos objectos que consegue detectar.

Mas os detectores têm, além dos limites próprios, limites externos como o brilho do céu nocturno (magnitude limite – Secção 3.5) que não deixam ver objectos abaixo de determinado valor de brilho superficial, por melhor que seja o detector.



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

O design do **detector** e do **analisador** (o elemento que, de facto, mede o fluxo incidente) é, hoje em dia, tão importante como o do próprio telescópio. Um detector tem dois modos de operação:

- i) **Modo imagem**: a óptica do telescópio e detector devem estar perfeitamente alinhadas de forma a obter imagens que, dentro do campo de visão do conjunto, estão perfeitamente focadas e não apresentam aberrações.
- ii) **Modo fotométrico**: neste modo determinam-se com o máximo de exactidão possível os brilhos (aparentes) dos objectos observados.

Formalmente, a detecção é **fotónica** até $\lambda \sim 0.2\text{mm}$ (no sub-mm). A partir daqui o que se mede é o **campo eléctrico** da onda incidente (e não se faz a “contagem” de fótons como acontece para bandas mais energéticas).

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) **Registrar** 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 fótons incidentes tornam um “grão” da emulsão escuro; só ao fim de 50 grãos é que se forma uma imagem (ponto) detectável na chapa fotográfica – mínimo de 5×10^4 fótons para formar uma imagem). Por comparação, o olho humano tem uma eficiência de 1%...

Nas últimas décadas, emulsões fotográficas especiais (“**hypersensitized**”) conseguiram atingir os 10% de eficiência, nos limites do que é possível fazer com fotografia. A técnica envolve o aquecimento da emulsão e a exposição da mesma a vários gases – a ideia é criar mais “buracos” na emulsão disponíveis a acolherem fótons.

3.1 A máquina fotográfica

A grande vantagem da fotografia (sem igual até recentemente) é a sua capacidade de tirar imagens de **grandes campos** (e.g. $6^\circ \times 6^\circ$ num Schmidt) – as chapas podem chegar aos 50cm de lado (correspondendo a $\sim 10^{10}$ “pixeis”)! Outra vantagem é a de, intrinsecamente, ter melhor resolução que a maioria das CCDs (tamanho do grão vs. tamanho do pixel).

As exposições fotográficas podem ser não guiadas (sem motor), o que implica que em longas exposições aparecem os **traços curvos** de estrelas. Para muitos objectos bastam curtas exposições.

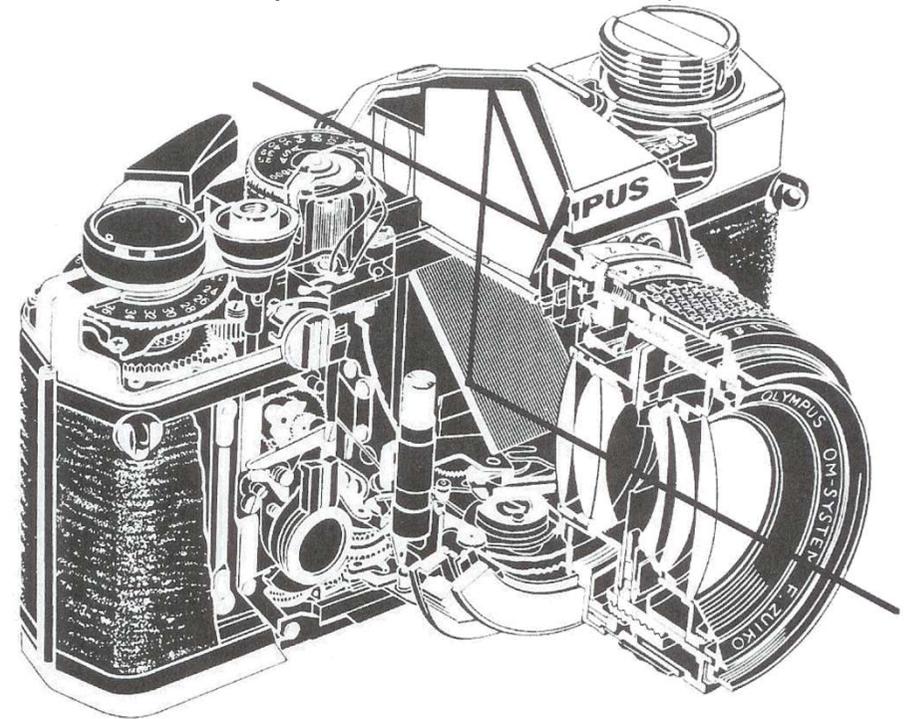
A exposição típica, no entanto, é guiada (mesmo que manualmente), com a máquina fotográfica colocada no foco do telescópio ou montada “piggyback” no mesmo (Secção 4.3.2).

Também se fazem fotografias no modo **afocal**, apontando a máquina directamente à pupila da ocular (as imagens são maiores do que no modo normal).

3.1.1 A máquina em si

A típica máquina para astrofotografia deve ser **manual** e não automática. Quando se fazem exposições com a mesma é importante registar o $f/\text{número}$, o tempo de exposição e saber a distância focal da lente. Ainda, a velocidade ISO (sensibilidade) do filme é importante (e deve ser bem escolhida para cada caso). Tipicamente vale 100, 200, 400, 800 ou 1600 (inversos de um padrão de velocidade).

O modelo de máquina mais popular é a **Single Lens Reflex** (SLR) que permite visualizar o que vai ser fotografado. A esta podem-se acoplar lentes de qualquer distância focal. Usualmente 50mm é a que vem por defeito. Temos as de 16mm ou menos (“fish eye”), as de 28-35mm (grande campo), as de 200-600mm (grande ampliação) e as >600mm (as mais caras).



O corpo de uma máquina SLR.

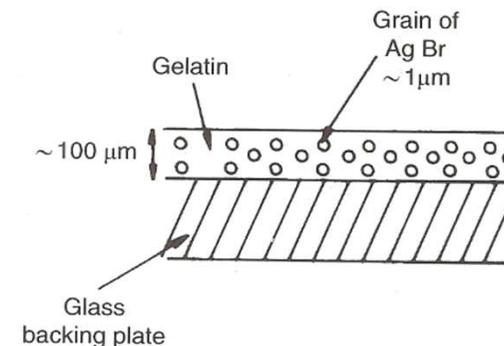


Uma SLR manual permite controlar: i) o **tempo de exposição** (“inversos” em segundos no botão embaixo à direita: B é “bolbo” – enquanto se mantiver carregado o diafragma está aberto); ii) o **f/número** – abertura (disco prateado); iii) a distância a que **foca** (disco escuro).

3.1.2 A emulsão fotográfica (efeito fotoquímico)

Não é simples nem é ainda totalmente compreendida a explicação química da formação de uma imagem fotográfica numa emulsão. Esta consiste num composto com **prata** (e.g. AgBr ou AgCl) na forma de grãos (tamanho $\sim \mu\text{m}$). O limite de detectabilidade deste está em $\lambda < 0.8\mu\text{m}$ (mais sensíveis ao azul), embora se possa atingir o IV e raios X graças a aditivos.

Os grãos organizam-se (separadamente) sobre um substrato gelatinoso. Na Astronomia (e nos primórdios da fotografia) é comum colocar o conjunto sobre um placa de vidro: a **chapa fotográfica**.



Fotões incidentes num grão excitam electrões que se deslocam até encontrar algum ião de prata, formando prata neutra (usualmente, só 1 em 1000 é que encontra um ião), que escurece a emulsão. É a prata que forma a imagem, após a utilização de um **reductor**.

O reductor inunda a emulsão com electrões, removendo os átomos de Br (ou Cl) que passam a brometos (cloretos) solúveis em água e funciona mais rapidamente para os grãos já catalizados pela luz. Também os restantes iões de prata passam a prata neutra. Assim, deve-se parar o processo a determinado ponto, senão em vez de imagem (zonas branco-escuras) temos tudo escuro outra vez...

Para tal, usa-se uma solução levemente **ácida** (acética) assim que se vê formar a imagem (**negativo** – zonas escuras são as que encontraram fotões com sucesso), parando o processo quando $\text{pH}=6.8$ (deita-se fora toda a solução).

Finalmente, mergulha-se a emulsão num **fixador** (e.g. tiosulfato de sódio) que dissolve os restantes cristais de AgBr (ou AgCl). Conclui-se com uma cuidada lavagem em água, de forma a retirar todos os solúveis.

Na prática este processo (**revelação**) amplifica os efeitos de um único átomo neutro de prata em 10^9 , o que quer dizer que é, de facto, uma “núvem” de átomos de prata que traduz a incidência de um único fotão e que corresponde a um “pixel” – resolução. O **grão** da chapa fotográfica surge devido à formação de núvens de átomos neutros sem a intervenção de fotões.

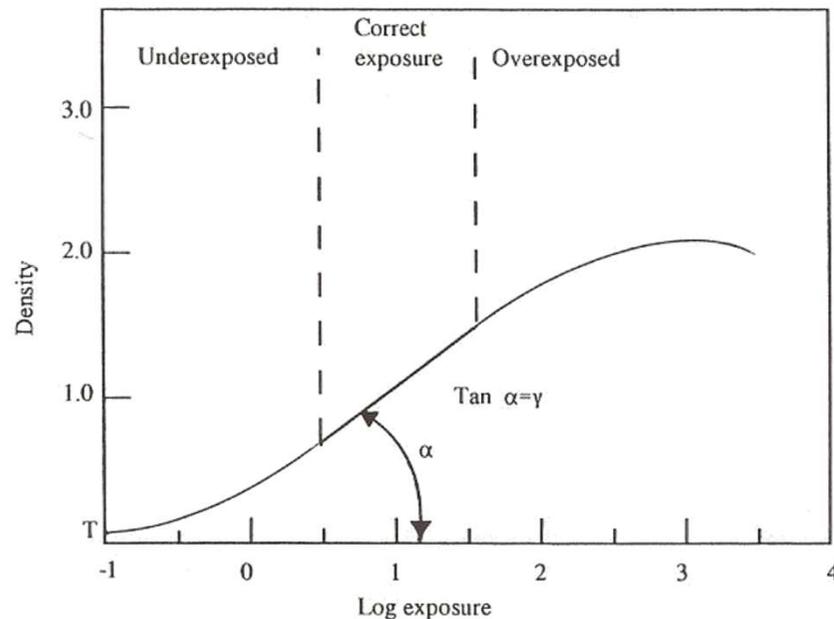
A fotografia não tem uma resposta linear aos fotões incidentes (desvantagem). Temos:

$$d \propto \log E = \log (It) = \log (F_{in} / F_{out})$$

onde d é a **densidade** da imagem e E o “valor” da exposição (**opacidade**) que tem duas definições: uma como o produto de I (energia incidente por unidade de área) por t (tempo de exposição); outra como a razão do fluxo incidente (F_{in}) para o emergente (F_{out}), que é o inverso da **transmissão**.

A densidade é especialmente importante na utilização de máquinas para Automatic Plate Measurement (APM). Estas recorrem a medições da densidade para, em tempo recorde, digitalizar toda a chapa.

O facto da fotografia ser **não-linear** implica que o tamanho das estrelas numa dada exposição não é proporcional ao seu brilho (também dependendo da exposição) – a dita **Lei da Reciprocidade** é violada.



A **curva característica** de uma emulsão fotográfica. A zona de linearidade é pequena (uma ordem de grandeza apenas!) – exposição correcta – e caracterizada por um declive γ (\equiv ISO). Note-se que a densidade nunca é zero, implicando um “nevoeiro” de fundo (de valor $d=T$).

O “golpe de misericórdia” na fotografia foi a lentidão com que se obtinham resultados fotométricos a partir das mesmas (recorrendo a micrometria unidimensional).

3.2 Detectores fotoelétricos

3.2.1 Princípios

Nos anos 20, mais de 40 anos depois da descoberta do efeito fotoelétrico por Hertz, os primeiros detectores fotoelétricos foram experimentados na Astronomia. Mas só nos anos 50 a [célula fotoelétrica](#) ganhou implantação como detector. Para um fóton incidente de energia E_γ temos:

$$E_\gamma = E^{e^-}_{\text{ligado}} + E^{e^-}_{\text{livre}}$$

Para um fóton ser detectado temos de ter $E_\gamma > E^{e^-}_{\text{ligado}}$. A energia $E^{e^-}_{\text{livre}}$ é proporcional, então, à energia do fóton. Na prática, a célula fotoelétrica tem uma superfície ([foto-cátodo](#)) com uma d.d.p. para um ânodo, gerando uma corrente elétrica constante. Cada fóton incidente vai aumentar essa corrente (ao contribuir com mais um electrão) de forma linearmente proporcional à sua energia. Em metais, $E^{e^-}_{\text{ligado}} \approx 1$ eV pelo que a detecção por efeito fotoelétrico se pode fazer no IV, no visível, no UV e nos raios X.

Usualmente prefere-se um **semi-condutor** para foto-cátodo (em vez de um metal) pois:

- i) absorve o grosso dos fótons incidentes (em vez de os reflectir);
- ii) tem poucos electrões térmicos livres e, assim, o efeito fotoeléctrico é mais desobstruído (há bem mais fotoelectrões);
- iii) a gama de energias envolvidas é menor: soltam-se electrões mais facilmente.

Utilizando um semi-condutor, teremos de acrescentar a “**barreira de energia**” E_b característica destes, antes de o electrão ficar livre:

$$E_\gamma = E^{e^-}_{\text{ligado}} + E_b + E^{e^-}_{\text{livre}}$$

As principais vantagens de um detector fotoeléctrico em relação à chapa fotográfica são:

- i) **Gama dinâmica mais larga**: há muitos mais electrões numa célula fotoeléctrica do que grãos numa chapa fotográfica. Assim, aquela custa mais a saturar e tem um comportamento mais linear e mais preciso (contagem é quase fóton a fóton) do que esta. Conseguimos, assim, medir com grande precisão o brilho de estrelas ($\Delta m \approx 0.01$ mag, tipicamente).
- ii) **Eficiência quântica**: Esta quantidade mede a razão de foto-electrões produzidos para a de fótons incidentes (números médios). Dependendo do tipo de detector fotoeléctrico, a eficiência está em 20-90%. No caso da fotografia a mesma é 0.1-10%.

3.2.2 O foto-cátodo semiconductor

O foto-cátodo tem sido composto por vários materiais semi-condutores ao longo dos anos. Estes existem em dois tipos principais: **fotoemissores** e **fotocondutores**. Os últimos detectam fótons devido a um aumento de corrente no próprio material e usualmente devem ser bem arrefecidos ($T \sim 4K$, com hélio líquido). Abaixo de $\sim 200\text{\AA}$ nenhum tem eficiência significativa.

Semicondutor	Nome ("informal")	$\lambda < \lambda_{\text{limite}} (\text{\AA})$	Tipo	Eficiência
Cs_3Sb	"antimoneto de céσιο"	6000	fotoemissor	$\sim 20\%$
$(\text{Cs})\text{Na}_2\text{KSb}$	"antimoneto de sódio/potássio cesiado"	9000	fotoemissor	$\sim 20\%$
PbS	"sulfeto de chumbo"	2×10^4	fotocondutor	$< 80\%$
InSb	"antimoneto de índico"	6×10^4	fotocondutor	$< 80\%$
Si	silício	1×10^4	fotocondutor	$\sim 70\%$

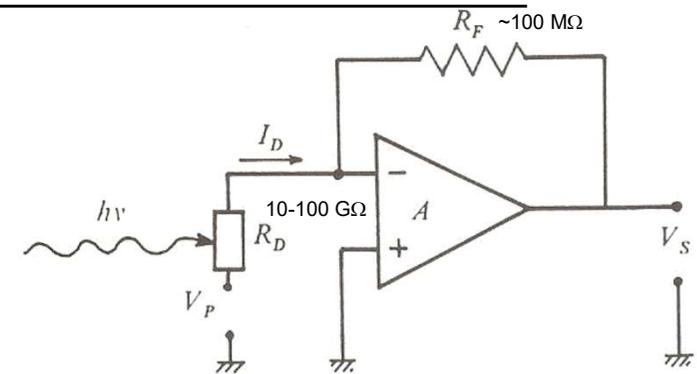
Essencialmente, CCDs no IV (Secção 3.3) utilizam o material dos fotocondutores listado na tabela acima.

Como exemplo de funcionamento de fotocondutores ilustra-se o caso do InSb. Quando no circuito ao lado não incide qualquer fóton (em módulos):

$$I_D = V_P / R_D; V_S = R_F I_D$$

Com a incidência de N fótons/s (fluxo):

$$\Delta I_D = \eta e N; \Delta V_S = -R_F \eta e N$$



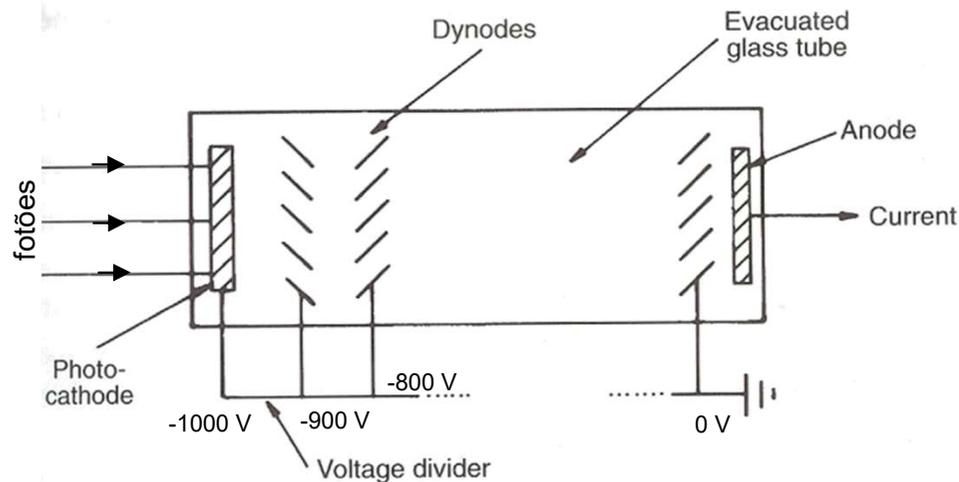
O funcionamento do fotocondutor InSb (eficiência quântica η). O circuito permite detectar o fóton incidente como uma d.d.p extra em V_S .

3.2.3 O tubo foto-multiplicador

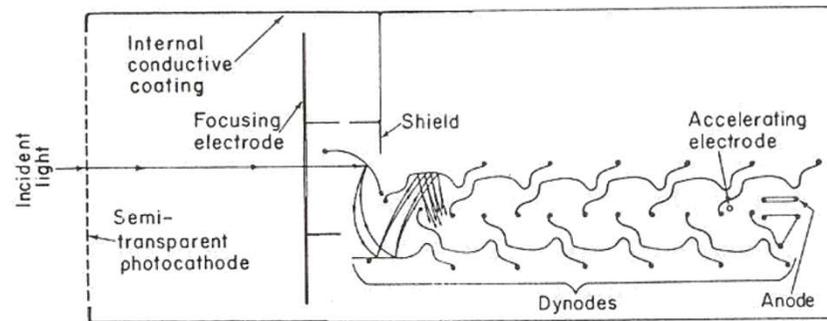
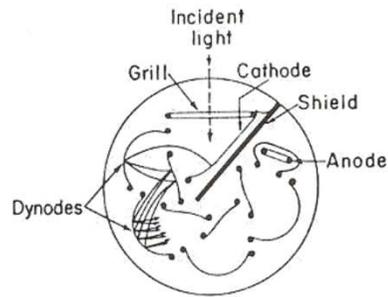
Em certo sentido, a espantosa sensibilidade do detector fotoelétrico (em que se detectam, quando muito, uns “poucos” fótons por deslocamento de uns “poucos” electrões) coloca problemas de ordem **técnica** na capacidade de detecção das fontes astronómicas mais fracas. Por comparação, o olho humano (D pequeno; $m_{lim} \sim 6$ mag) detecta fontes que debitem, no mínimo, ~ 200 fótons/s. Ora, temos:

$$\sim 100 \text{ e}^-/\text{s} \sim 2 \times 10^{-17} \text{ C/s} \sim 10^{-17} \text{ A}$$

Assim, um elemento fundamental de um detector fotoelétrico é o **tubo foto-multiplicador** (desenvolvido nos anos 40-50). Este consegue amplificar o efeito de cada fóton incidente numa “explosão” de electrões. Na prática, a relação de **linearidade** mantém-se.



O tubo foto-multiplicador típico. Após o embate de fótons no fotocátodo os elementos principais são **dínodos** que aceleram, entre cada conjunto, os electrões de forma a que cada um emita uma cascata deles quando chega ao dínodo seguinte. No final, no ânodo, regista-se uma “explosão” electrónica que aparece na forma de um pulso.



Dois outros tipos de foto-multiplicador

O objectivo é ter um ganho, por fóton, de 10^6 – 10^9 vezes em relação à resposta “normal” do material. É que correntes de 10^{-11} – 10^{-8} A já são detectáveis em circuitos electrónicos. Tipicamente são, depois, ainda mais **amplificadas** no circuito interno do detector.

Este ganho pode-se calcular a partir do número de electrões (y_i) que saem em cascata por cada **um** incidente, em cada dínodo, num total de n :

$$G = y_1 y_2 y_3 \dots y_n$$

É comum os dínodos serem semelhantes (mesmo valor $y = y_i$ para todos) pelo que fica:

$$G = y^n$$

Uma importante fonte de erro que surge devido ao tubo foto-multiplicador é quando, esporadicamente, um electrão é emitido deste **termicamente** (da região do fotocátodo). Vai também ser amplificado, apesar de não ter surgido à custa de um fóton. A corrente correspondente pode ser 10^9 – 10^{10} vezes maior que a causada por um fotoelectrão! Este tipo de emissão, inerente a qualquer detector fotoeléctrico, chama-se “**dark current**” (corrente fantasma) e pode ser minimizada por arrefecimento do tubo foto-multiplicador.

É claro que a emissão térmica electrónica também acontece nos dínodos, mas a cascata será menos intensa (e tanto menos quanto mais perto estiver o respectivo dínodo do ânodo), pelo menos num factor y_1 . Como a detecção final é feita por pulsos, é fácil ignorar todos aqueles que não correspondem a um ganho G .

Um outro problema é a heterogeneidade da estrutura do fotocátodo que implica variações em sensibilidade ao longo do mesmo. Uma forma de corrigir este efeito é fazer uma exposição de uma fonte de luz uniforme (o céu no crepúsculo ou a cúpula do observatório) – “flat fielding” e dividir todas as exposições “de imagem” por esta. Esta técnica tem uma espectacular vantagem na espectroscopia: como, efectivamente, se remove a contribuição do céu nocturno com o “flat”, é possível obter espectros de fontes muito fracas (como quasares e galáxias).

Historicamente, os foto-multiplicadores não eram muito mais eficientes que a fotografia (ficando-se pelos $< 5\%$ de eficiência) e, assim, o seu uso foi quase exclusivo de eventos muito rápidos, aproveitando a fantástica reposta temporal (1 ns).

3.2.4 Produção de imagens (2D)

A) Intensificador de imagem

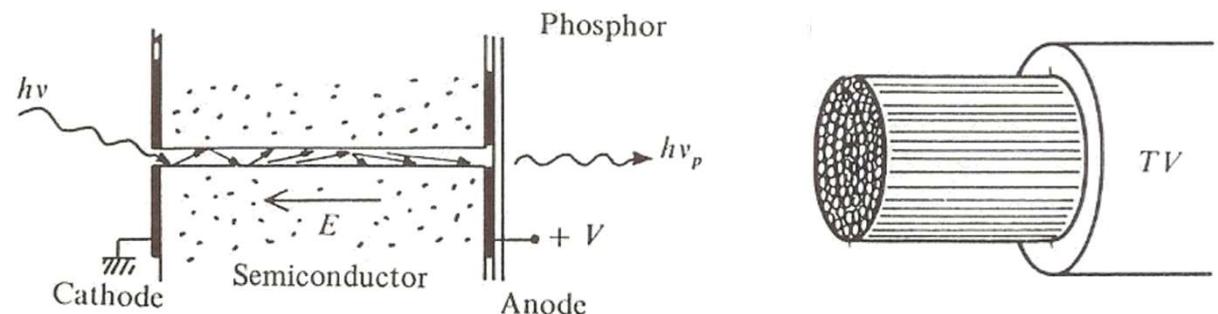
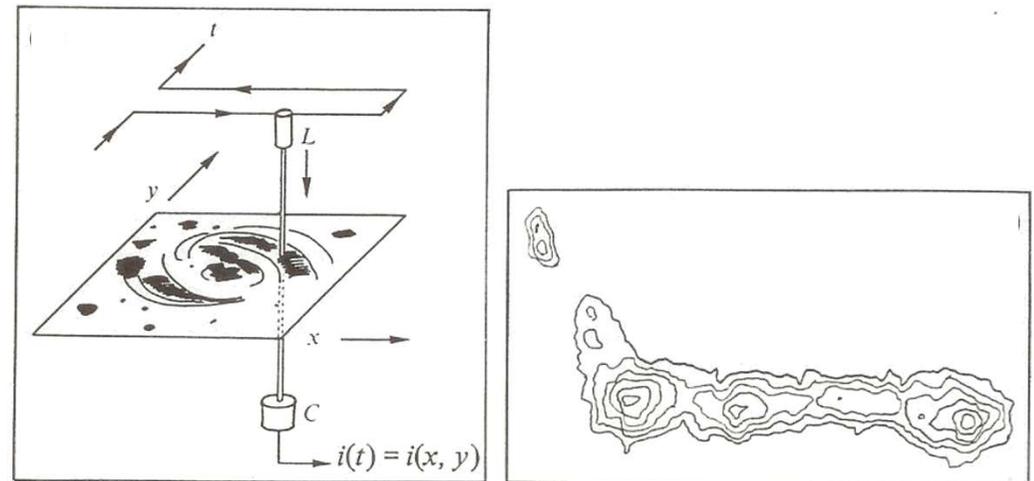
O tubo foto-multiplicador associado a uma única célula fotoelétrica tem a enorme desvantagem de ser essencialmente **unidimensional** como projectado no céu. Embora tendo revolucionado a precisão de medição de grandezas aparentes, só o consegue fazer para **uma** estrela de cada vez.

É possível, com um imenso esforço, construir isofotos para galáxias e outros objectos estendidos.

Esta foi a razão principal para a fotografia se ter mantido competitiva até se encontrar uma forma de produzir **imagens** (2D) directamente à custa de células fotoelétricas.

A primeira evolução do tubo foto-multiplicador foi feita nos anos 70, com a introdução de um **intensificador de imagem** (eficiência 20–30%).

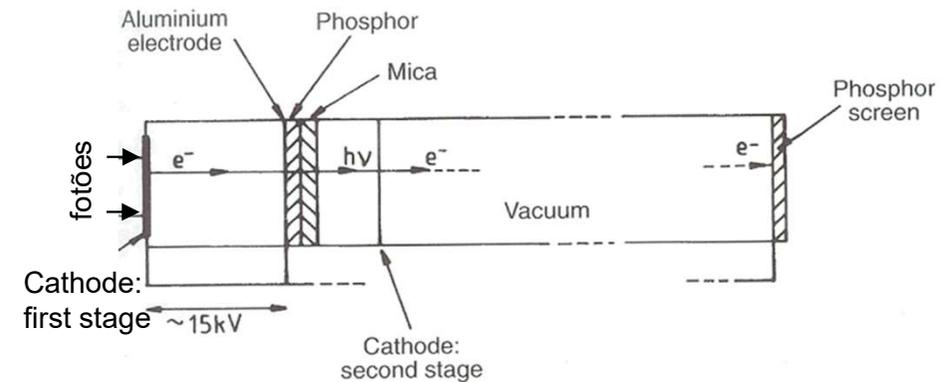
Neste, os dínodos são substituídos por um ecrã de fósforo para onde são conduzidos os fotoelectrões por fibra óptica.



A imagem (2D) é preservada como na fotografia. De uma forma semelhante à de um **ecrã de TV**, campos magnéticos deflectem os electrões que saem do fotocátodo e, consoante as suas energias (correspondendo a 1-10000Å), espalham-nos bidimensionalmente no ecrã (a uma d.d.p. <100 kV em relação ao fotocátodo) reproduzindo a original incidência 2D dos fotões – agora a cascata é de **fotões** no ecrã fosforescente.

Para maior sensibilidade podem-se colocar vários intensificadores de imagem em série.

Intensificadores de imagem em série: o ganho global típico é da ordem dos 10^7 – 10^8 .



B) Detector “televisivo”

Uma alternativa é utilizar um **detector televisivo** de forma inversa à da TV: uma imagem 2D é lida linha a linha (1D) por um feixe electrónico e depois a imagem total é reproduzida num ecrã com composição dependente do design do sistema: Pb_3O_4 (vidicon), SiO_2 (a ~ 170 K), KCl (a $\sim 20^\circ C$).

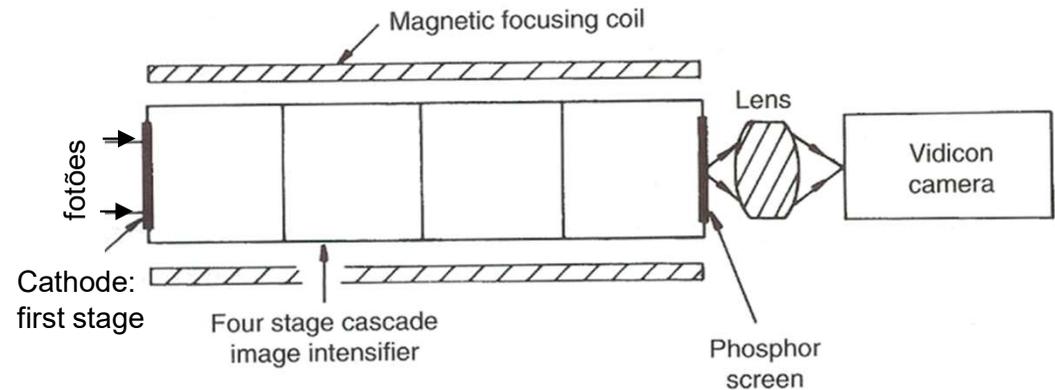
Existem dois problemas com este tipo de sistema:

- i) **Fraca resolução** (pixeis $\sim 30\mu m$), dez vezes pior que a de uma boa chapa fotográfica.
- ii) **Não-linearidade** (o que não permite fotometria).

C) O contador de fótons

Acoplando um intensificador de imagem a um detector televisivo consegue-se contar fótons, no sentido em que cada fóton que chega implica uma cascata de electrões (pulso) característica. Este contador de fótons é especialmente adequado para a espectroscopia de objectos fracos.

Um exemplo: o Image Photon Counting System (IPCS), $G \sim 10^7$, com muitos adeptos entre os anos 70 e os anos 90.



3.2.5 Detectores fotovoltaicos

De princípio muito semelhante ao detector fotoeléctrico, o detector fotovoltaico é especialmente destinado a observações no IV médio e longínquo ($\lambda \sim 2-500 \mu\text{m}$); recorre a uma d.d.p. através do mesmo. Usualmente é arrefecido com azoto ($T \sim 77 \text{ K}$) ou hélio líquido ($T \sim 4 \text{ K}$).

De forma semelhante ao que foi feito na Secção 3.2.2, sumariam-se na Tabela seguinte os principais materiais usados como detectores fotovoltaicos.

Material	Nome ("informal")	λ (gama; μm)
PbS	"sulfeto de chumbo"	~2 - 5
InSb	"antimoneto de índico"	~2 - 5
Si:Ga	silício galiado	~5 - 18
Si:As	silício arseniado	~5 - 24
Ge:Ga*	germânio galiado	~5 - 12

:impuro com... (impurezas com baixas concentrações: $<10^{-8}$)

*É muito usado como bolómetro (Secção 3.6)

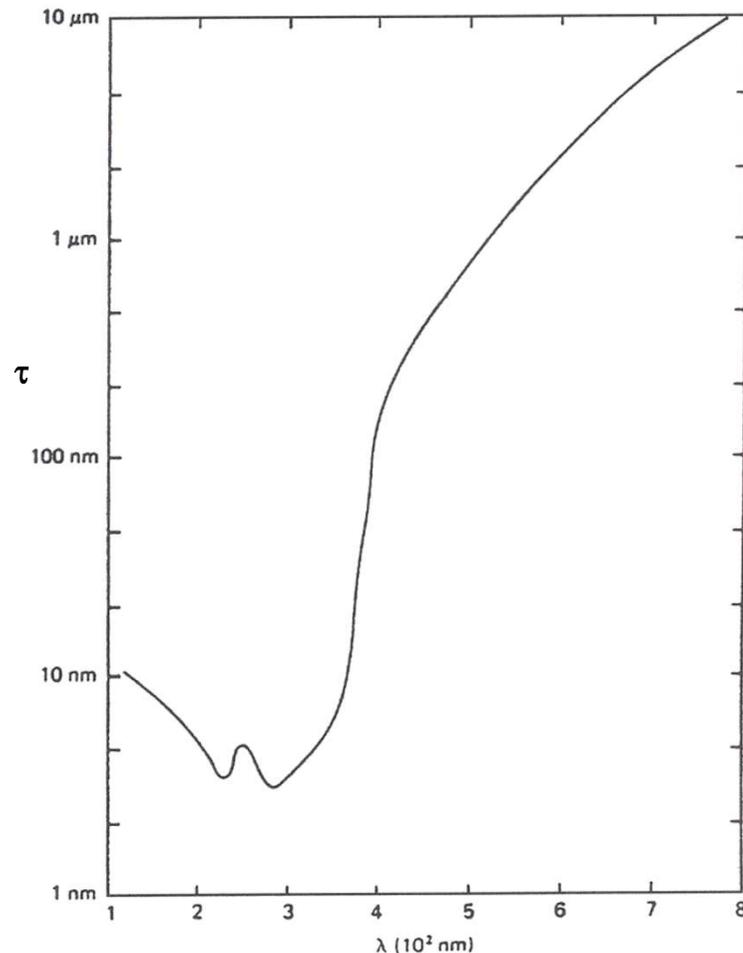
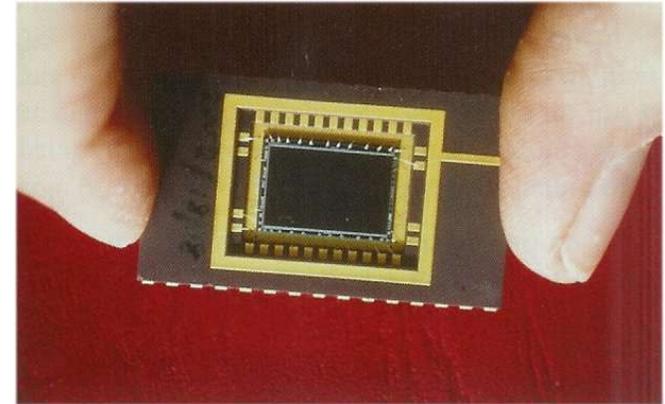
3.3 A matriz de células – CCD

3.3.1 Geral

Claro que a forma melhor de obter uma imagem bidimensional a partir de uma célula fotoelétrica e respectivo foto-multiplicador é combinando muitas ($\sim 10^6$) numa matriz bidimensional rectangular ou quadrada: no fundo um detector **multi-canal** onde cada célula tem o seu foto-multiplicador.

Tal só foi tecnologicamente factível (em larga escala) nos anos 80 com a construção das 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)! De facto, a primeira imagem astronómica produzida com uma CCD (Urano) data de 1975.

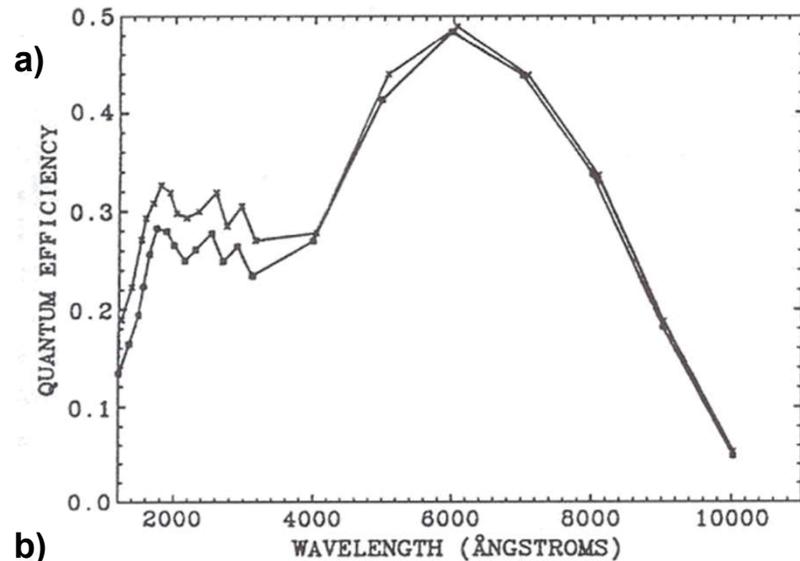
O elemento detector de uma CCD é um **fotodutor**: um único “chip” de silício dividido em muito pixels (*picture elements*), que são também foto-multiplicadores. O “chip” tem uma área de alguns cm^2 e uma espessura de $\sim 0.3\text{mm}$, suficiente para que $>60\%$ dos fótons sejam absorvidos.



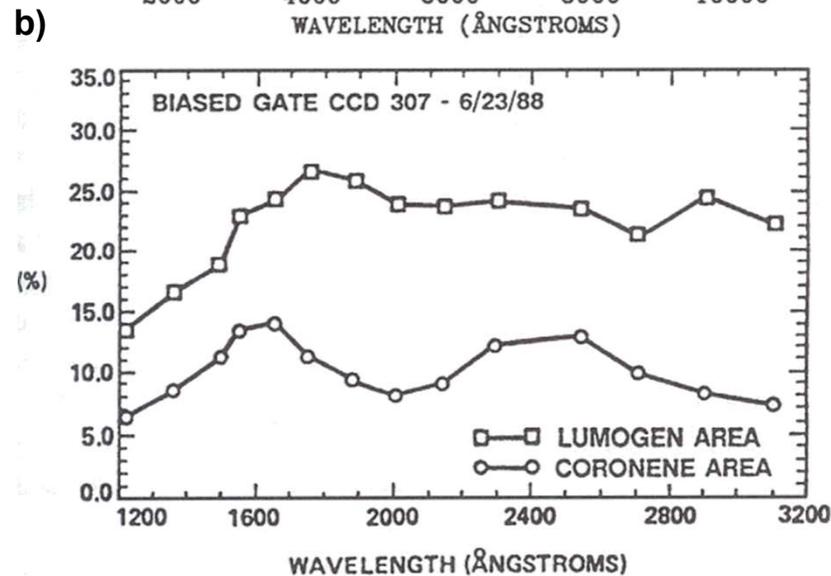
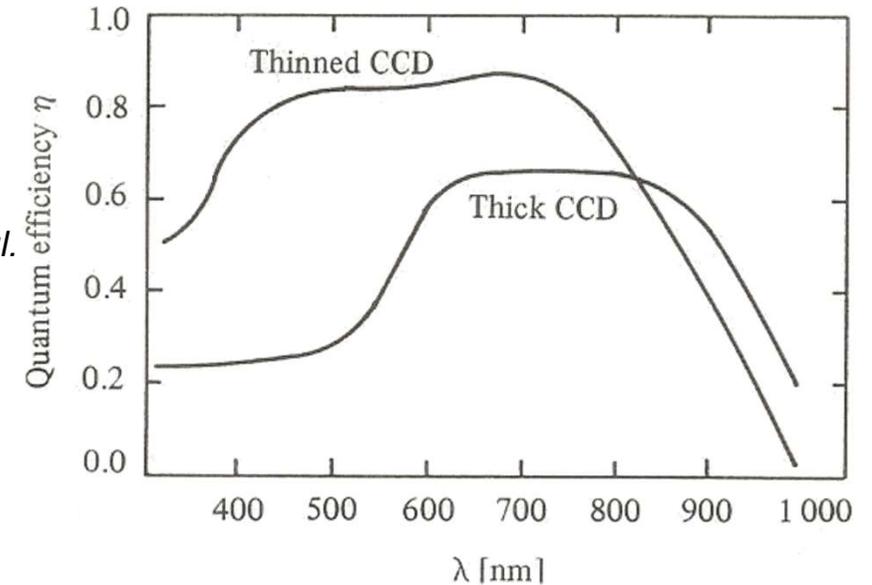
De facto, a eficiência quântica típica de uma CCD é de $\sim 60\text{-}80\%$ na gama $0.3\text{-}1.0 \mu\text{m}$, embora seja mais sensível no vermelho (a eficiência desce para $\sim 10\%$ nos comprimentos de onda mais curtos). No entanto, para resolver este problema, basta:

- i) tornar o “chip” mais fino;
- ii) cobrir o “chip” com outras substâncias.

O comprimento de absorção (τ) é aquele onde $1/e$ (63%) dos fótons são absorvidos. Note-se como este aumenta rapidamente para os comprimentos de onda mais longos (vermelho).



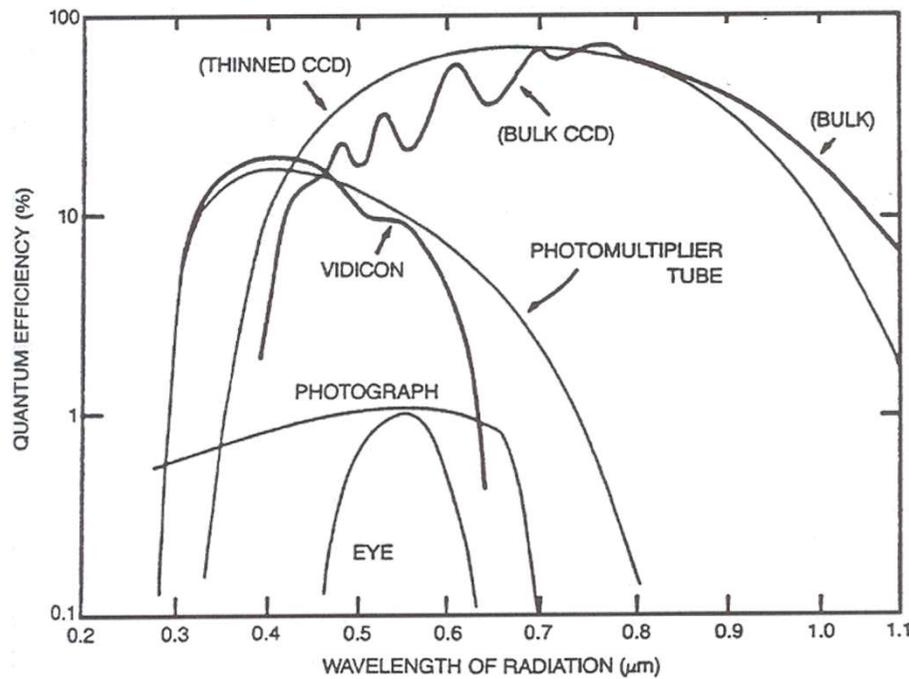
Usando “chips” finos de CCD consegue-se uma melhor eficiência no azul.



Para detectar o UV, por exemplo, usam-se **fósforos orgânicos** (e.g. coronene, lumogen) que transformam esses fótons noutros de maior comprimento de onda, facilmente detectáveis pela CCD.

a) a melhoria da eficiência quântica de uma CCD para os comprimentos de onda mais curtos, graças a uma camada de lumogen sobre o “chip” de silício;

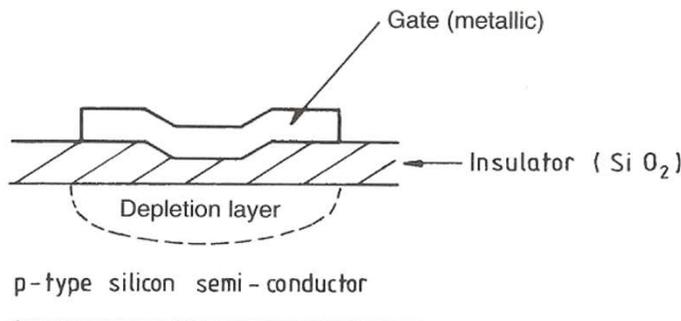
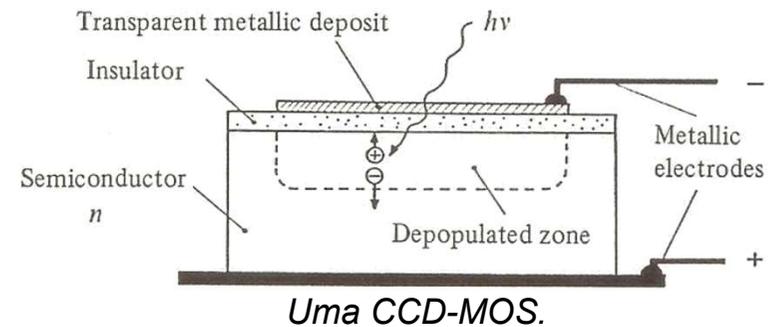
b) para outra CCD, a comparação das melhorias para duas coberturas, nos comprimentos de onda curtos.



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

Os dois tipos principais de pixeis (células fotoelétricas) de CCDs são o **np** e o **MOS** (Metal-Oxide-Semiconductor). Impurezas intencionais no silício dão-lhe um excesso (*tipo n*) ou déficit (*tipo p*) de electrões de valência. Ao juntar estes dois tipos cria-se um **díodo de junção tipo np** que mantém afastados “buracos” e electrões (campo eléctrico).

Um fóton incidente desaloja um electrão criando um “buraco”. Este vai-se “perder” no substrato de silício pelo que uma corrente eléctrica surge (devida ao electrão).



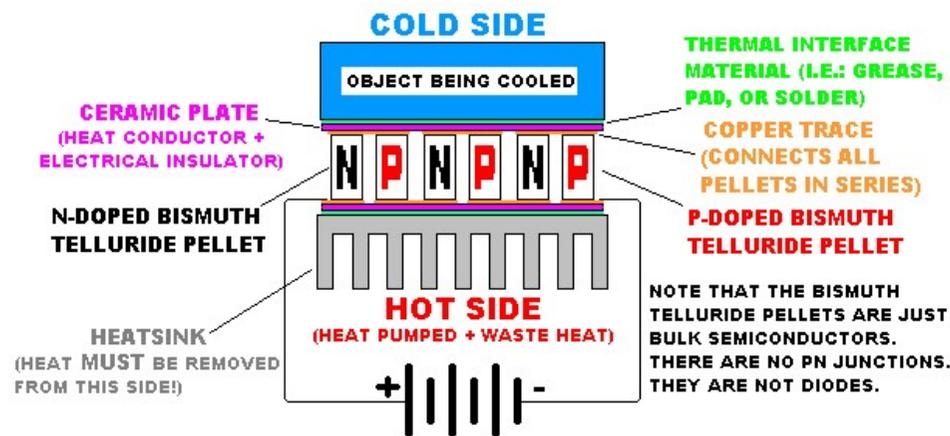
O pixel de uma CCD funciona como um condensador: coloca-se a porta metálica ($E^{e^-}_{\text{ligado}} = 1.10-1.15 \text{ eV}$ ($T \sim 300-100 \text{ K}$)) a um potencial positivo, de forma a desviar para o conseqüente poço de potencial todos os electrões livres existentes. Serve, também, este poço de reserva para futuros electrões, produzidos por captura de um fóton do IV próximo aos raios X ($1.2 \text{ eV} - 10 \text{ keV}$).

O ruído de uma CCD pode ser apenas ~ 15 e-/pixel. A resposta temporal, no entanto, não é brilhante: \sim ms.

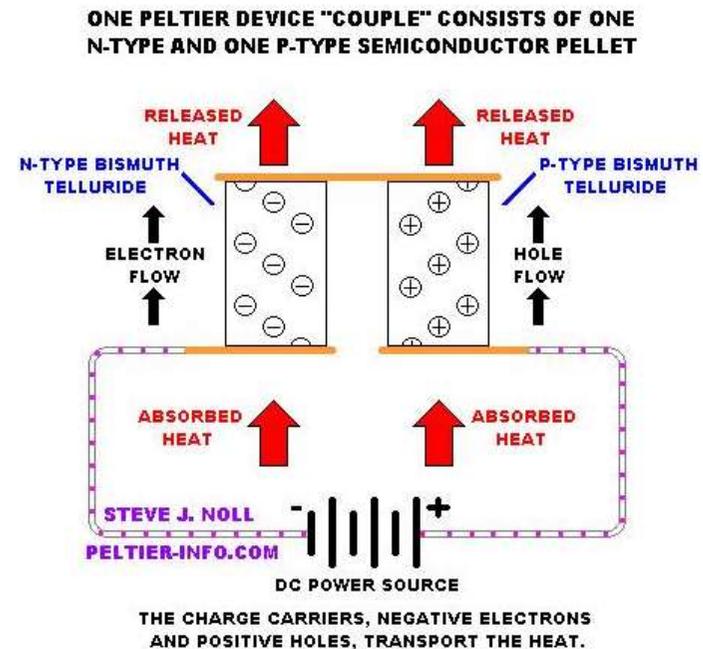
A CCD é **arrefecida** para reduzir ao máximo a “dark current” (com origem em electrões térmicos).

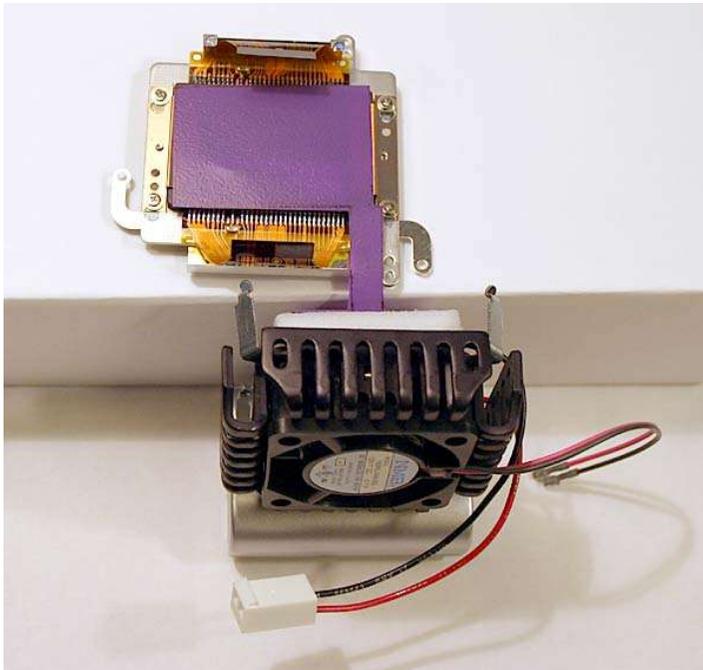
O arrefecimento base é feito de forma **termo-eléctrica** ($\Delta T \sim 40^\circ\text{C}$) por um “arrefecedor de Peltier”.

Em CCDs profissionais segue-se o arrefecimento **criogénico** (azoto ou hélio líquido). A desvantagem é o (ligeiro) aumento da energia de ionização do silício e consequente perda de sensibilidade no vermelho.



O funcionamento do “arrefecedor” de Peltier. Duas placas metálicas (Bi_2Te_3) separadas por um semiconductor são o núcleo do sistema. A extracção de calor recorre, depois, aos electrões e aos “buracos”.



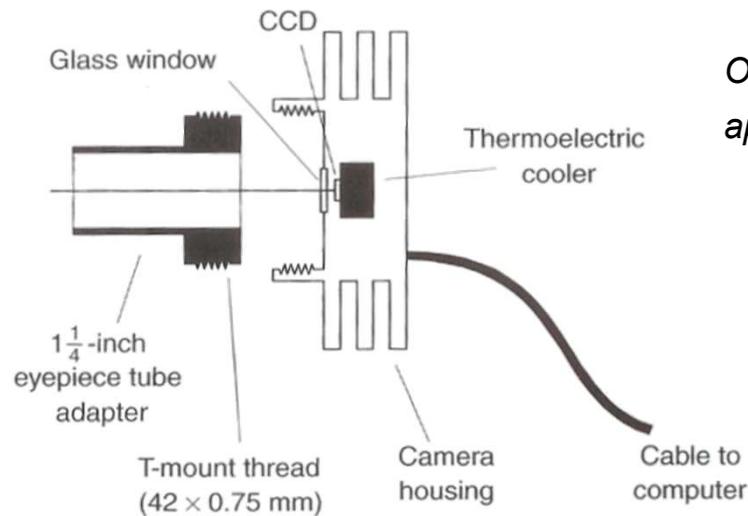


O exemplo de um “arrefecedor” de Peltier aplicado a um “chip” (cold plate).

Em CCDs, a “dark current” é gerada principalmente na **fronteira** entre o silício e o isolamento (por baixo dos eléctrodos). A sua **intensidade** segue a “Lei dos Díodos” (A , B constantes):

$$I = A e^{-B/kT}$$

É, assim, fundamental um bom arrefecimento ($T \rightarrow 0 \Rightarrow I \rightarrow 0$).



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

Os “chips” de CCD vêm em matrizes já padronizadas, formato 4:3, com dimensões:

1/4” – 3.2mm × 2.4mm

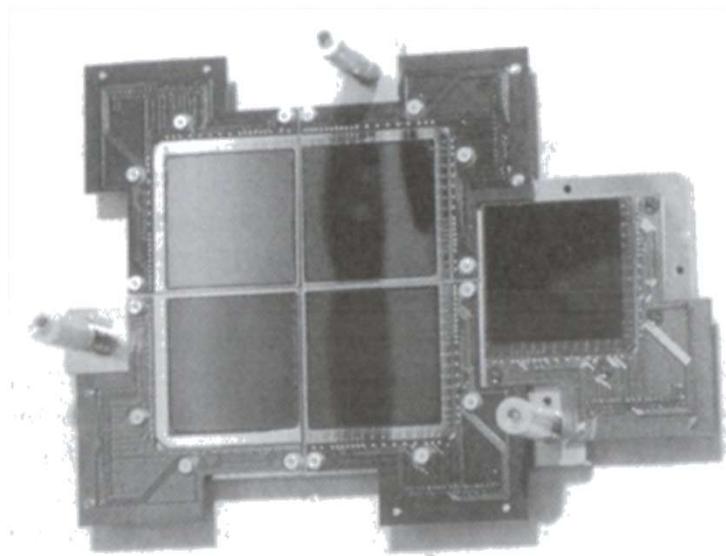
1/3” – 4.8mm × 3.6mm

1/2” – 6.4mm × 4.8mm

2/3” – 8.8mm × 6.6mm

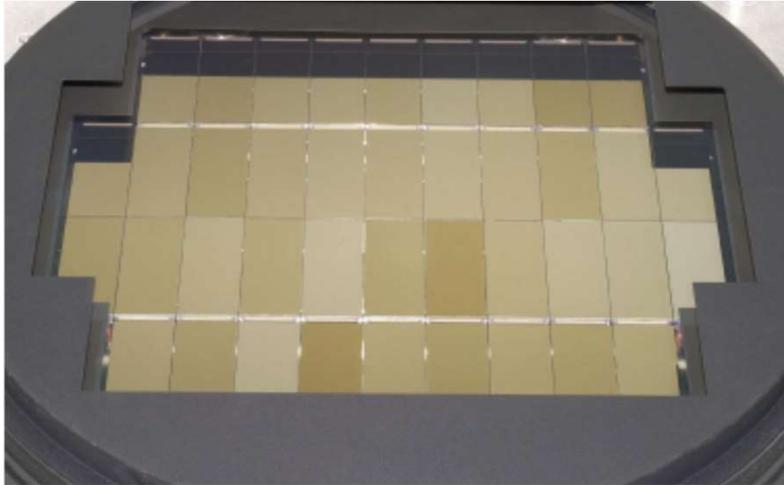
Hoje em dia já se produzem rotineiramente “chips” com 4096×4096 pixeis com $\sim 10\text{-}20\mu\text{m}$ de lado. Independentemente da abertura do telescópio onde a mesma está acoplada, é este tamanho físico dos pixeis que define a **resolução** das imagens obtidas com a CCD. Os pixeis não se podem fazer muito mais pequenos, à custa de uma **drástica** perda de sensibilidade. Mesmo assim, em muitos “chips”, já se usam **microlentes**, uma para cada pixel, para aumentar ainda mais a já de si fantástica sensibilidade de cada um.

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 mosaico mais básico junta quatro “chips” num quadrado.



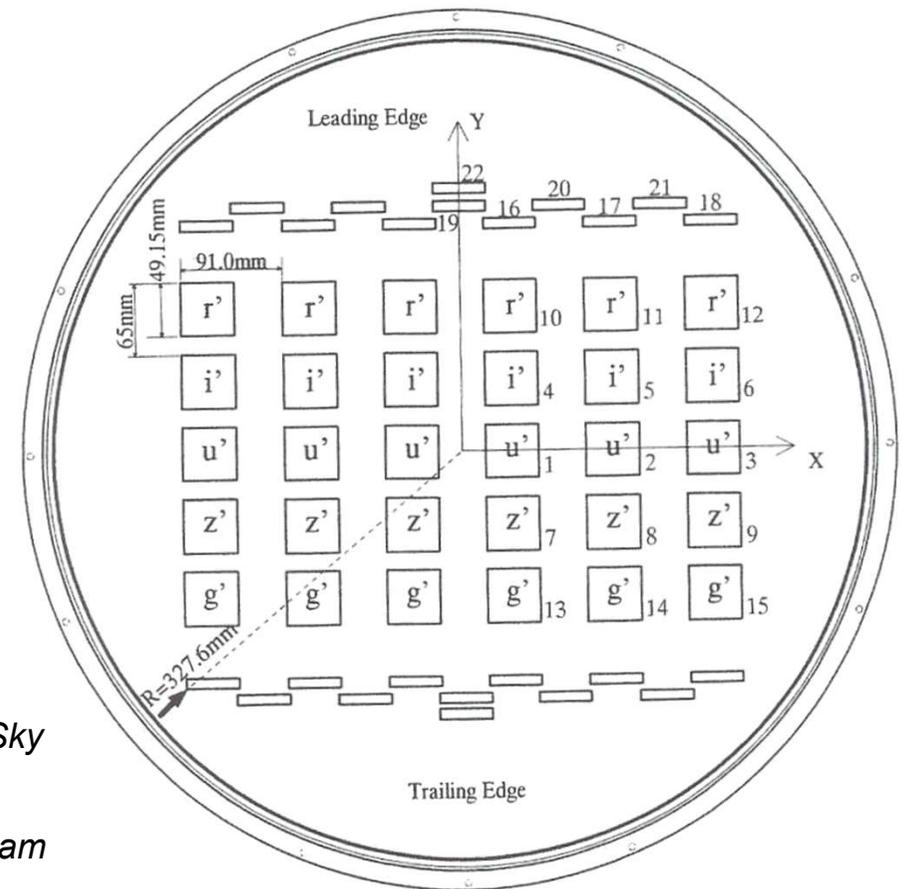
Um mosaico básico. O “chip” de CCD fora do quadrado é usado para autoguiding (apenas).

Alguns mosaicos são verdadeiramente grandes. Ilustram-se dois exemplos, um utilizado no CFHT e outro na SDSS.



O MegaCam, um mosaico de 40 CCDs 2K×4.5K em utilização no CFHT 3.6m (desde 2002).

Campo de visão: 1° × 1°. *Resolução:* 0.185"/pixel (~13.5μm/pixel).



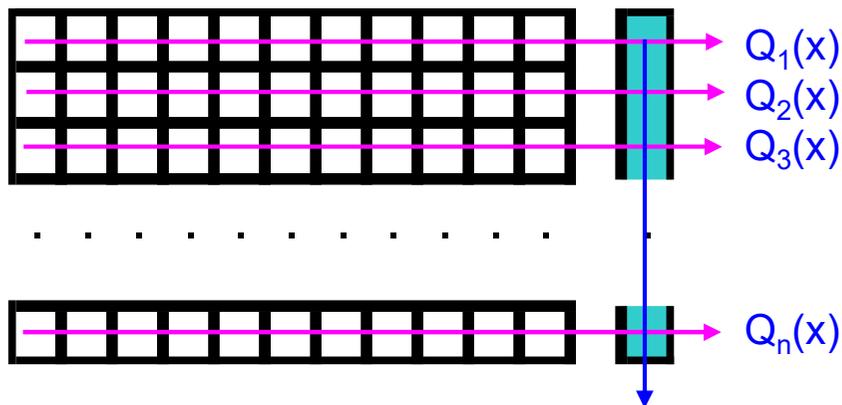
O mosaico de 30 CCDs utilizadas para produzir a Sloan Digital Sky Survey (SDSS), com um telescópio de 2.5m. Notem-se os filtros sobre cada CCD e a maneira como a survey é feita (fontes passam segundo o eixo yy sobre os chips). Os pequenos “traços” em cima e em baixo são CCDs para astrometria (a maioria) e focagem (e.g. 22).

Na prática, é mais comum ter valores de seeing que “valem” alguns pixels da CCD em projecção angular. Por isso, de forma a otimizar a sensibilidade, as CCDs permitem operar em modos “binning” em que se combinam pixels 2×2 (quatro) ou 3×3 (nove). A sensibilidade melhora substancialmente (pois o “read out” por pixel mantém-se) e a resolução não é comprometida (já que o seeing a limita).

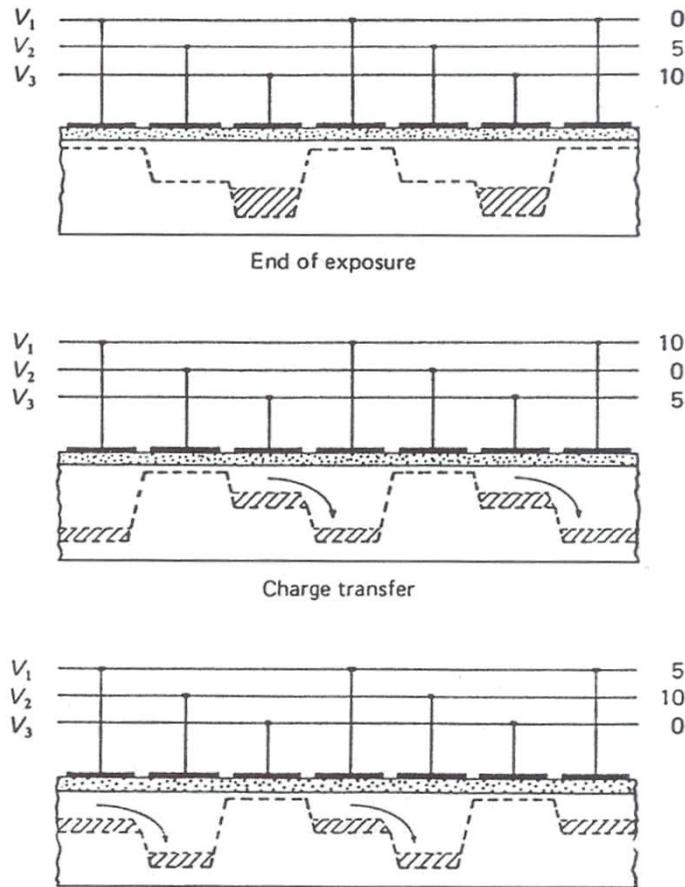
No modo 1×1 a CCD tem uma gama dinâmica típica de $10^5:1$. Isto deve ser comparado com os “miseros” $100:1$, valor máximo possível para a fotografia. Claro que o aumento do número de pixels com o “binning” melhora a gama dinâmica de forma proporcional.

3.3.2 Detecção, leitura e conversão

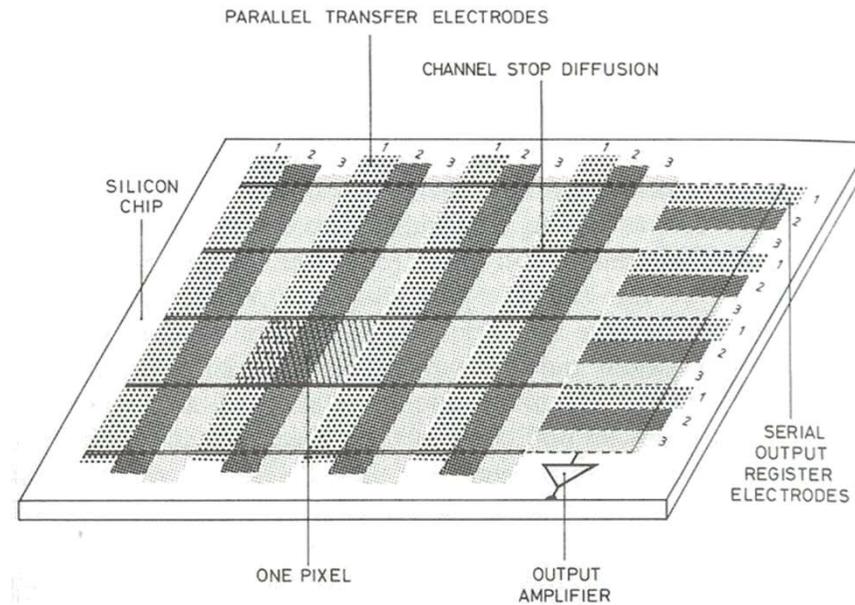
A corrente gerada pelos fotoelectrões num pixel de CCD é lida, no conjunto (matriz), linha a linha, na forma de uma distribuição de carga 1D, $Q_i(x)$. A velocidade de leitura (“read out”), é rápida em video-câmaras (\sim MHz) mas lenta em CCDs arrefecidas (\sim kHz).



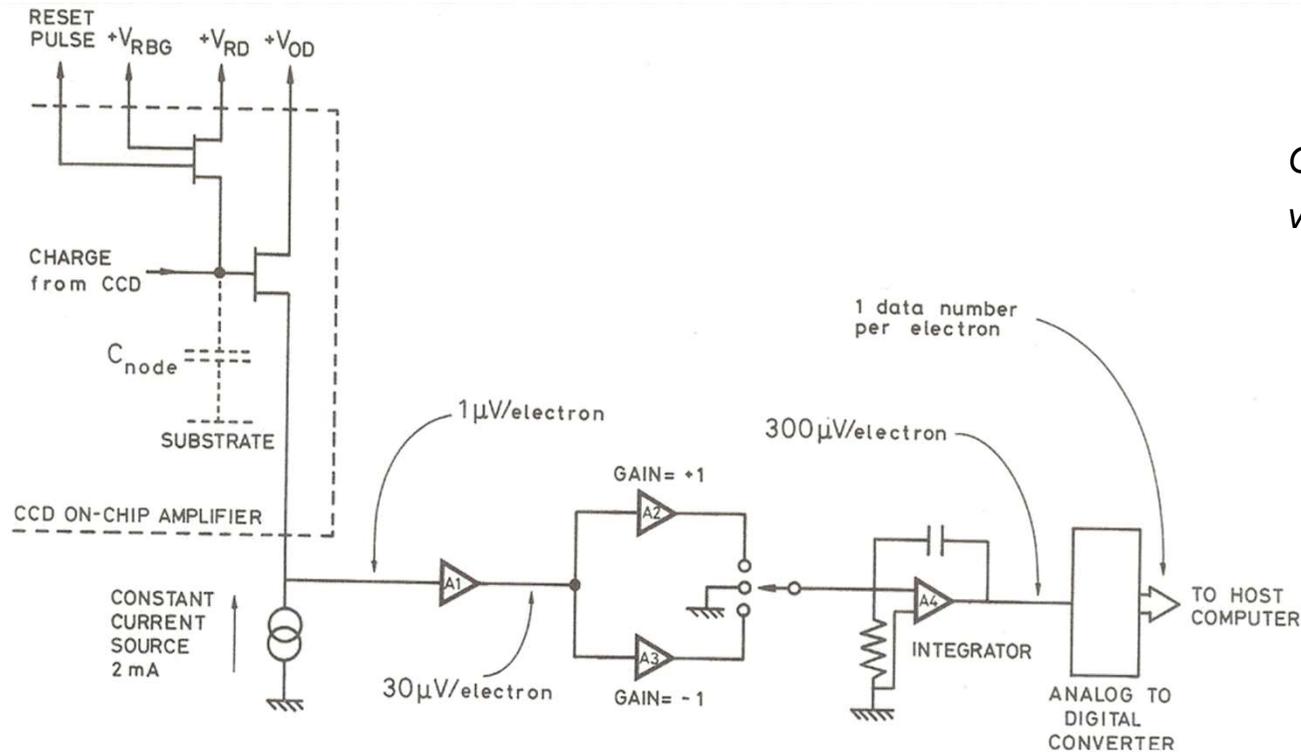
A leitura da matriz de uma CCD é feita linha a linha (de forma *simultânea*): cada uma tem a sua distribuição de carga $Q_i(x)$, lida nos pixels a azul (não utilizados para imagem). Desta deduz-se a carga em cada pixel (logo, o número de electrões; logo, o número de fotões).



A transferência de pixel a pixel num sistema de três fases: “clocking system” de três portas (\sim kHz). Perdem-se 0.001% dos electrões em cada passagem.



Após o “read out”, vai ser lido em sequência (e.g. de $Q_n(x)$ para $Q_1(x)$) o “chip” final o que vai permitir deduzir, após micro-amplificação local com um FET ($\sim 0.5-4\mu\text{V}/e^-$), qual a carga em cada pixel. Passa-se, então, este valor **analógico** para digital, recorrendo a uma unidade básica (**ADU \equiv Analogue-to-Digital Unit**) dada pela sensibilidade da CCD: e.g. 1 ADU $\sim 10e^-$ (o valor mínimo possível).



O circuito típico para a geração de valores em ADUs para cada pixel.

O ruído de “read out” é uma média de:

$R_{ADC} \equiv$ A ADC ([Analogue-to-Digital Conversion](#)) tem um resultado **discreto**, com erros estatísticos (de Poisson); e.g. lendo o mesmo pixel duas vezes temos valores diferentes!

$R_e \equiv$ Os electrões do circuito electrónico final trazem ruído ao processo completo de leitura

$R_T \equiv$ O “ruído” térmico do amplificador

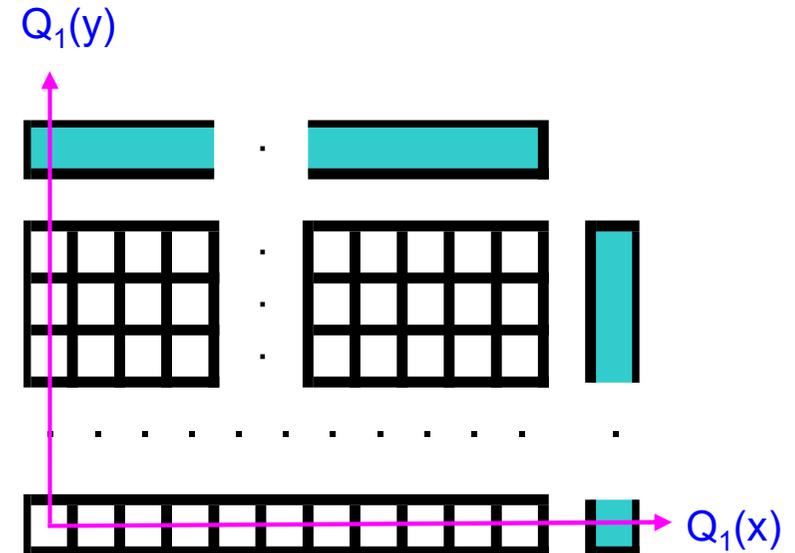
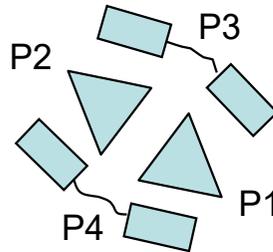
3.3.3 CCDs de futuro

Entre os muitos tipos de CCDs que existem, destacam-se aqui apenas dois por serem, realmente, promissores.

A) OTCCD

Nas OTCCD (**Ortogonal Transfer CCD**), o “read out” é feito simultaneamente em duas direcções.

Cada pixel tem agora **quatro** portas. Estas têm uma forma e uma disposição peculiares.



As OTCCD têm perdas de fluxo ~3% superiores às CCDs normais. Estas são compensadas por uma qualidade de imagem superior.

B) STJ

Formalmente, os “**Superconducting Tunnel Junction**” (STJ) não são CCDs. Incluem-se, muitas vezes, junto com as CCDs devido à sua base também ser um semi-condutor: nióbio cristalino super-arrefecido ($T < 1$ K). Os STJs são díodos detectores de fótons. Têm uma eficiência de ~50% dos raios X ao IV.

3.3.4 Propriedades típicas

Na tabela seguinte resumem-se algumas propriedades típicas de CCDs (aplicadas a alguns telescópios no Kitt Peak e como “chips” individuais).

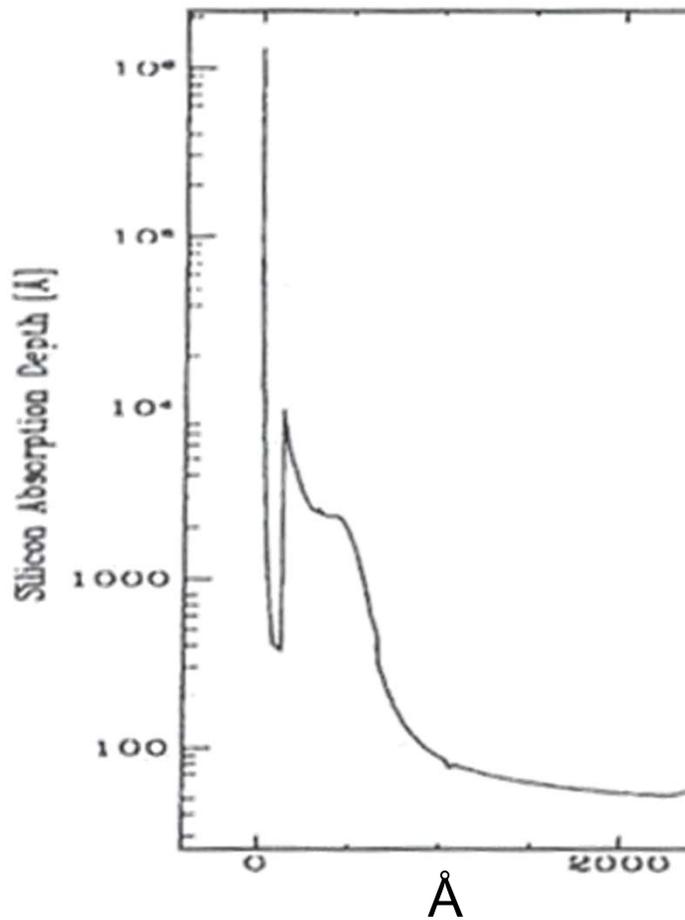
Instrument	CCD	Scale ("/pixel)	Pixel Size (μ)	Gain (e^- /ADU)	Read Noise (e^-)	A/D limit (e^-)	Linearity (e^- s at 0.1%)
4-m RC Spec	Tek 2K \times 2K	0.69	24	3.1	4.0	201,500	220,000
4-m CryoCam	Loral 1K \times 1K	0.84	15	0.8	15	52,000	150,000
2.1-m GoldCam	Loral 2K \times 2K	0.78	15	1.4	8.5	91,000	80,000
WIYN Hydra	Tek 2K \times 2K	0.78	24	1.7	4.3	110,500	190,000

	RCA	Fairchild	TI	EEV	Thomson	Kodak	Lores (Ford)	Tektronix (SITE)
Pixel Format	320 \times 512	380 \times 488	800 \times 800	2048 \times 4096	1024 \times 1024	765 \times 510	3072 \times 1024	1024 \times 1024
Pixel Size (μ)	30	18 \times 30	15	13.5	19	9	15	24
Detector Size (mm)	10 \times 15	7 \times 15	12 \times 12	28 \times 55	20 \times 20	7 \times 4.5	46 \times 15	25 \times 25
Full Well Capacity (e^-)	350,000	>200,000	50,000	180,000	500,000	85,000	>140,000	>170,000
Dark Current (e^- /pixel/hr)	40	>1000	16	<2	22	1800	11	<5
Illumination	Front	Front	Back	Back	Front	Front	Back	Back
Peak QE (%)	70	12	70	85	40	40	90	75
Read Noise (e^-)	80	>150	15	7	5	12	9	6
CTE	0.99995	0.99975	0.999985	0.99999	0.99996	0.99997	0.99997	0.999999
Operating Temp. ($^{\circ}$ C)	-100	-100	-120	-120	-110	-35	-120	-111
Gain (e^- /ADU)	13.5	50	5	1.1	5	2.3	1.2	1.3
Readout Time (s)	45	65	70	185	45	45	142	300

CTE: eficiência de transferência electrónica de pixel para pixel (“clock transference efficiency”).

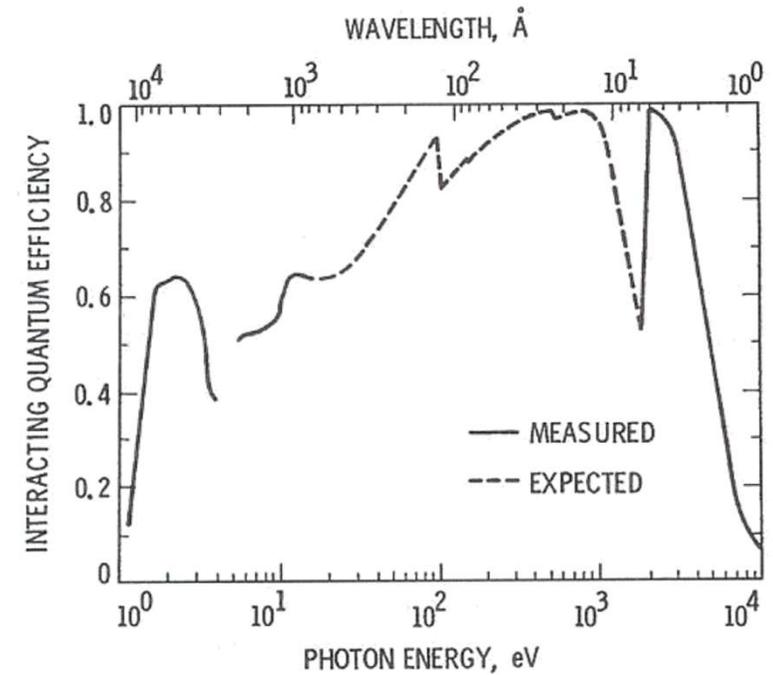
3.3.5 CCDs fora do óptico/IV

Um “chip” de CCD com uma espessura de 0.3mm é, de facto, muito mais versátil do que apenas na utilização óptica: pode observar comprimentos de onda tão curtos quanto 1Å (12.4 keV – hard X-ray).



A capacidade de absorção do silício nos raios X e UV.

A eficiência da detecção de fótons nos raios X com um “chip” de CCD tem um pico nos ~6Å.



A) UV (300-3000 Å)

Como já foi discutido (Secção 3.3.1), um dos métodos para detectar fotões no UV é com recurso a uma **cobertura** do “chip” com um material adequado (eficiência 15-20%). Melhor era a utilização de um chip “fino” (eficiência ~60%). Chega-se aos 70% de eficiência cobrindo toda a gama com recurso a outros métodos menos convencionais: portos transparentes, “back illumination”, etc.

B) Raios X (1-300 Å)

No fundo, as técnicas utilizadas para a detecção nos raios X são uma extensão das utilizadas para a detecção UV. Por exemplo, com “chips” finos conseguem-se valores de eficiência fantásticos, da ordem dos >80% (todos os “soft X-ray” e boa parte dos “hard”): o silício absorve um electrão para cada 3.65 eV de energia em raios X. Há apenas uma região onde não se passa dos 50% devido à energia de ionização do silício (1.78 keV): nos 1-2 keV.

Uma das vantagens das CCDs nos raios X é o seu funcionamento como detector e 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).

3.4 A vídeo-câmara

As actuais vídeo-câmaras têm como detector um “chip” de CCD. Assim, na essência, são CCDs adaptadas a outro tipo de aplicação.

As vídeo-câmaras podem ser utilizadas no modo afocal (única hipótese para as vulgares) ou serem ligadas no apoio de oculares de um telescópio (vídeo-câmaras **específicas** de Astronomia).

As câmaras vulgares não permitem controlo sobre o tempo de exposição de cada “frame”, que é qualquer um na gama 1/25 a 1/10000 s, nem sobre o ganho (possuem **Automatic Gain Control** – AGC). As câmaras astronómicas permitem controlar ambos: o **tempo de exposição** pode ser de segundos ou minutos; o **ganho** permite reduzir o ruído, com o controlo do brilho da imagem (não aumenta artificialmente o ruído do céu nocturno).

Uma das vantagens de um sistema vídeo é a possibilidade de produzir **muitas imagens** do mesmo objecto que podem depois, por software, ser combinadas. Também se podem eliminar os “frames” mais ruidosos e seleccionar os melhores, tomando a média destes ou a integração total. Ainda: entre 10000 “frames” de uma dada observação pode haver um espectacular, apanhando um instante em que a atmosfera estava superestável e o seeing não era relevante. Curiosamente, as câmaras convencionais são melhores para este trabalho, devido às suas curtíssimas exposições.

Entre as outras vantagens de um sistema vídeo contam-se o **preço** (económico), o **conforto** na visualização (e.g. ecrã de TV) e a possibilidade de **gravação** (cassete vídeo).

A câmara ideal para a Astronomia é a preto e branco, já que as que existem a cores recorrem a chips a preto-e-branco para produzir cor (logo, são menos sensíveis).



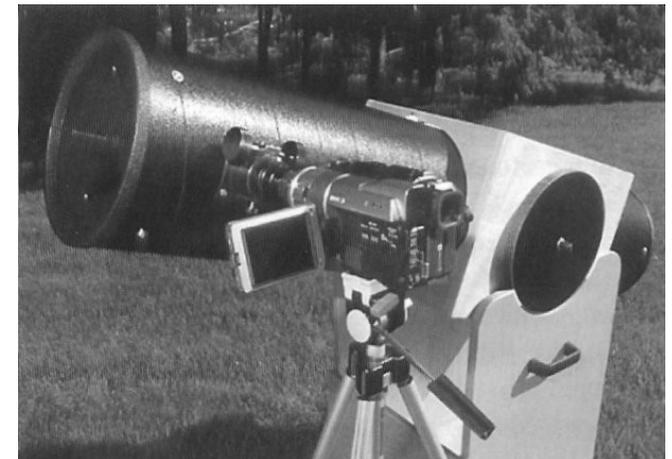
Há dois sistemas de filtros para atribuir cor a uma imagem a preto e branco. Um é o RGB, que implica perda de resolução horizontal. O outro é o CMYG, que implica perda de resolução global.

A sensibilidade luminosa de uma vídeo-câmara (sempre pior que a de uma CCD pois falta-lhe arrefecimento) exprime-se em **lux** (*luminous flux*). Infelizmente, a sua definição e utilização não é uniforme, variando de fabricante para fabricante. O consenso (média) é que 100 lux corresponde ao nível de iluminação no exterior num dia com o céu coberto de nuvens.

3.4.1 A câmara convencional

A) Grande formato

Só os objectos astronómicos **mais brilhantes** podem ser detectados com os curtos tempos de exposição dos “frames” individuais. A única alternativa é a utilização de intensificadores de imagem (Secção 3.2.4A) acoplados à câmara (transformando-a num **detector televisivo** – Secção 3.2.4B).



A câmara convencional só pode ser usada no modo afocal.

Há algum controle sobre os tempos de exposição em câmaras convencionais: e.g. 1/25 é utilizado no modo “nocturno” enquanto 1/1000 é o ideal para o modo “desporto” (especialmente motorizado).

As câmaras convencionais ideais para a Astronomia são as de **vigilância** (preto-e-branco). Especialmente se forem de funcionamento remoto (pois adaptam-se facilmente a observações astronómicas remotas).

As câmaras dedicadas para a Astronomia, sem AGC, devem ter uma sensibilidade <0.1 lux e $>2 \times 10^5$ pixeis.

B) Pequeno formato

Muito populares nos anos recentes, as **webcams** são também apropriadas para a Astronomia, especialmente devido ao baixo preço. Outra vantagem é a facilidade e compatibilidade de ligação a um PC (que lhes dá também corrente eléctrica). As preferidas para a Astronomia são as Philips ToUCam Pro. Sumariam-se as características principais destas na tabela seguinte:

Philips ToUCam Proll	
peso	100g
CCD	640×480
sensibilidade	1 lux
adaptador p/ocular	1 1/4"
imagem a cores	24-bit

3.4.2 Astro-vídeo câmaras

Claro que a vídeo-câmara ideal para a Astronomia é feita com essa intenção. Um bom exemplo é a da UMa (AstroVid 2000):

AstroVid 2000	
CCD	1/2"
pixel	9 μ m
sensibilidade	0.02 lux
controlo de sensibilidade	gain✓
controlo de exposição	shutter✓
controlo de contraste	gamma✓



Um outro exemplo é a STV da SBIG. Tem uma CCD arrefecida termoelectricamente. Pode fazer exposições até 10 minutos!



3.5 A magnitude óptica limite do céu

Por muito bom que seja o detector óptico há, infelizmente, sempre um limite de magnitude inultrapassável: o “brilho” do céu nocturno que tem várias origens. Este problema é especialmente relevante para as fontes mais fracas e dificulta imenso a precisão de medições fotométricas.

Um outro problema, que estudaremos a seguir, é o “ruído” (não só instrumental), independentemente do brilho do céu nocturno que também coloca, na prática, um limite superior à magnitude mais alta observável.

3.5.1 O brilho do céu nocturno

O céu nem é infinitamente escuro, nem tem uma distribuição de brilho uniforme. Os principais contribuidores para o brilho de céu nocturno são (os primeiros três afectam apenas observatórios na superfície da Terra, que não os espaciais):

i) A Lua e o Sol (fotões dispersos):

a) com Lua Cheia não é possível fazer fotometria de precisão; todos os observatórios ópticos dividem o seu tempo (em função do ciclo lunar) em três partes:

$\frac{1}{4}$ do ano é “dark time” (Lua Nova)

$\frac{1}{4}$ do ano é “bright time” (Lua Cheia)

$\frac{1}{2}$ do ano é “grey time” (restante: quartos)

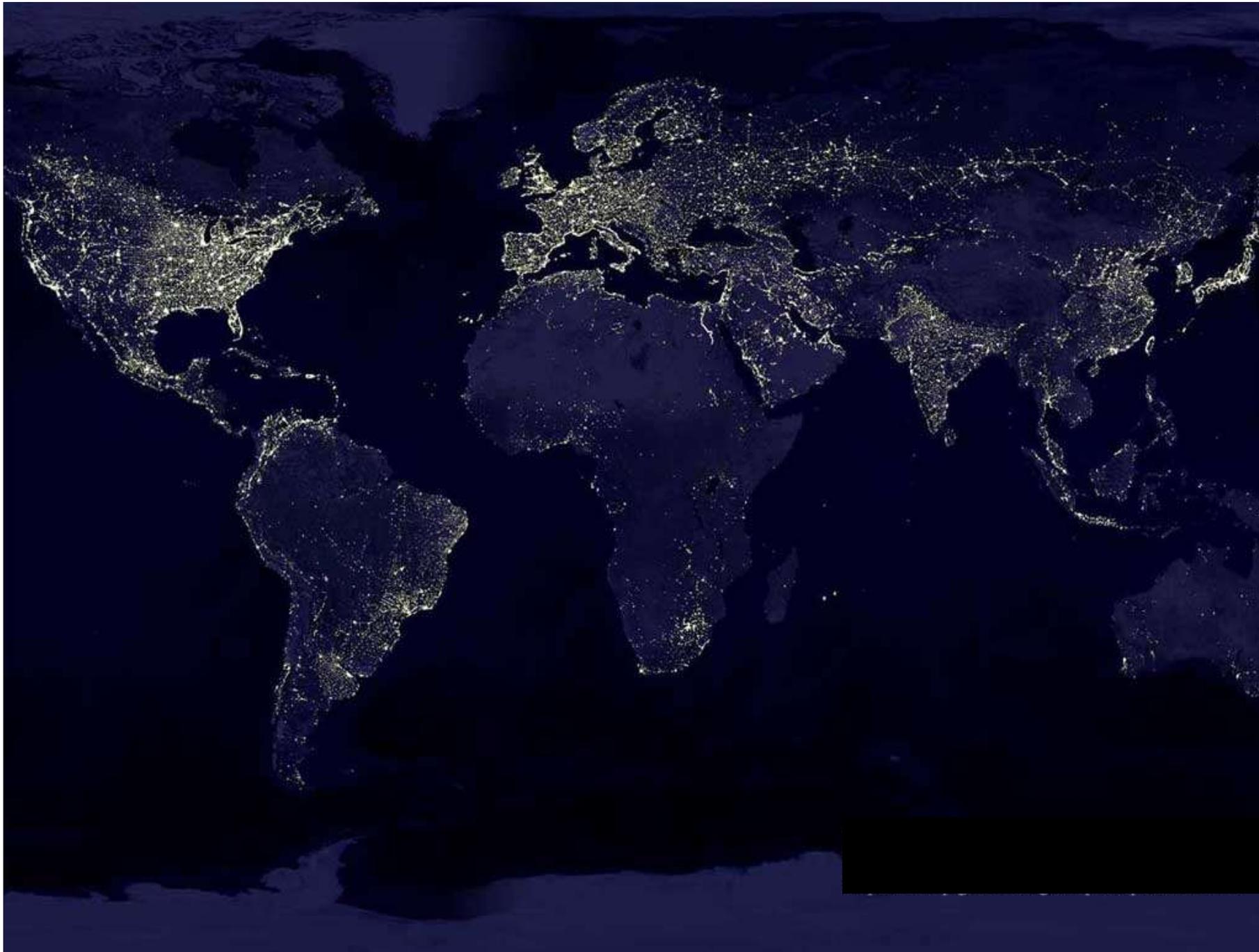
b) o **Sol** envia fótons em quantidade significativa até valores bastante baixos de altura ($h > -18^\circ$); estes “curvam” com a atmosfera da Terra: o **crepúsculo astronómico**. Usualmente este dura 1.5 a 2 hrs antes/depois do Sol nascer/pôr-se.

ii) Brilho atmosférico:

O vento solar e os raios cósmicos bombardeiam continuamente as camadas superiores da atmosfera da Terra **ionizando** átomos e moléculas que depois emitem radiação em **riscas**. Esta é visível à noite pois o campo magnético da Terra leva as partículas “bombardeadas” para todo o lado. Os pólos da Terra são particularmente maus para observações no visível devido às constantes **auroras**.

iii) Poluição luminosa:

a) este é um **problema da civilização**: se a iluminação pública e privada se vê do espaço, então não está a cumprir bem a sua função (há desperdício de energia e destruição do céu astronómico). Há comités em vários países (e.g. EUA, Inglaterra, Holanda) que já conseguiram convencer algumas cidades a melhorar substancialmente a eficiência da sua iluminação pública (estabelecendo, também, regras para a privada). O céu, nessas, continua bem estrelado...





b) luz de aviões e a reflectida por satélites:
nem uma nem outra são previsíveis e são um problema cada vez mais sério na Astronomia profissional.

iv) Luz zodiacal:

Esta é radiação solar reflectida pela poeira do Sistema Solar (daí aparecer de forma proeminente em torno da eclíptica, onde estão as 12 constelações do Zodíaco).



Luz zodiacal e o falso amanhecer (Paranal, Chile).

v) Poeira interestelar:

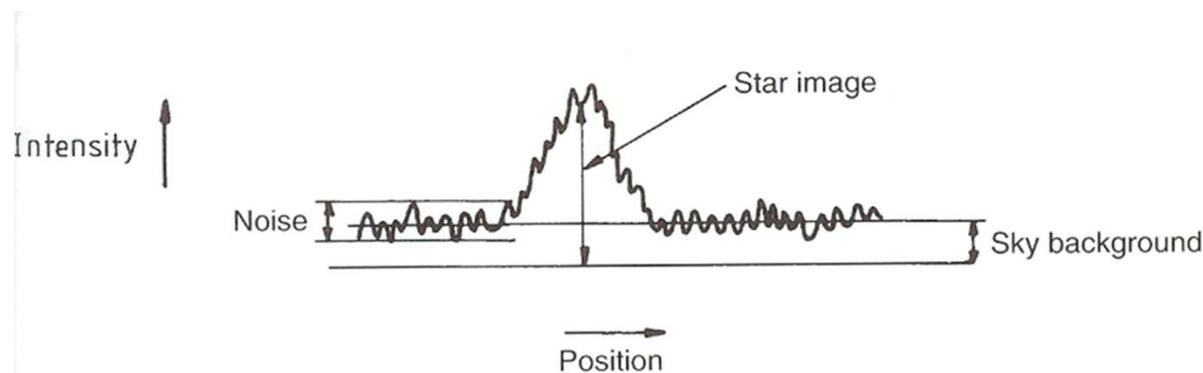
A sua origem é semelhante à da luz zodiacal, mas agora envolvendo a radiação com origem em outras estrelas que é reflectida na nossa direcção pelas poeiras do ISM. Como a luz azul sofre mais este efeito que a vermelha, objectos distantes (especialmente **galácticos**) vão ser sempre afectados por um “**redening**” interestelar.

Como resultado, o brilho do céu nocturno fica nuns elevados 12–21 mag/arcsec², conforme há Lua Cheia ou não. Claro que o brilho do céu pode ser subtraído por **calibração** em torno da fonte de interesse mas nunca é conhecido com exactidão como um todo (não é homogéneo).

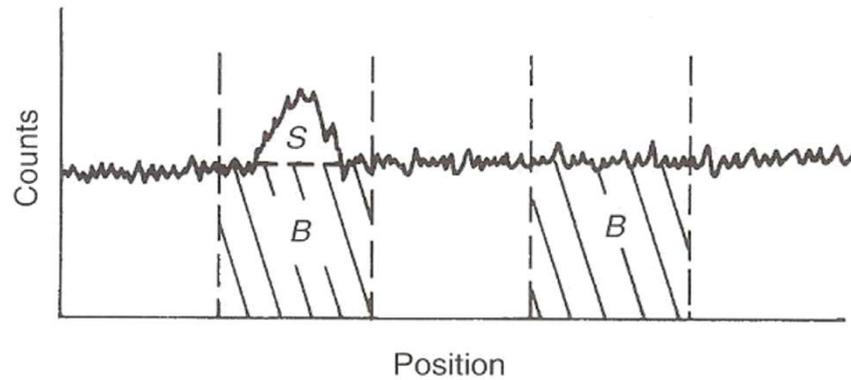
Há objectos que são pouco afectados pelo brilho do céu nocturno. Por exemplo, os planetas do Sistema Solar. Além disso, se se pretende observar objectos mais “difíceis” (nebulosas e galáxias) há filtros especiais para cortar uma boa parte da poluição luminosa (os chamados “**filtros de rejeição luminosa**”).

3.5.2 Ruído

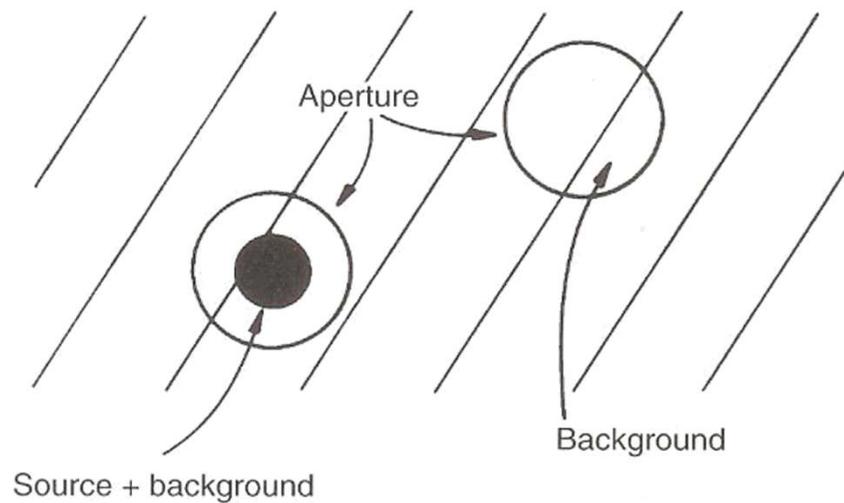
O ruído (N), seja qual for a sua origem (ou origens), é aleatório e imprevisível. Afecta da mesma forma o sinal (S), vindo do nosso objecto de interesse, e o “resto”. Assim, mesmo que tenhamos uma magnitude limite do céu elevada, o ruído pode ser suficiente para impedir boas observações (e.g. quando a razão-de-sinal-para-o-ruído $S/N \sim 1$). Usualmente exige-se $S/N > 3$ (3σ , que numa gaussiana dá 99.7% de probabilidade de se incluir o sinal todo) embora em alguns contextos se chegue aos $5\sigma/6\sigma$ de exigência.



A forma prática de tentar extrair o ruído das observações é, sempre, observar também um “campo vazio” próximo da nossa fonte de interesse.



Como qualquer observação de uma fonte inclui o ruído e o “fundo” na magnitude limite, podemos subtrair este “fundo” e conhecer o ruído se observarmos um “campo vazio” perto da fonte. Tipicamente, o tempo de exposição deve ser comparável ao que foi empregue na fonte (especialmente quando esta é fraca).



3.6 Bolómetros e calorímetros

3.6.1 Bolómetros (sub-mm)

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). Nos anos 60 o germânio puro era o material preferido mas, a pouco e pouco, o germânio galiado passou a ser mais popular (e.g. finais dos anos 70). Isto porque o mesmo tem uma excelente relação entre a temperatura e a condutividade eléctrica:

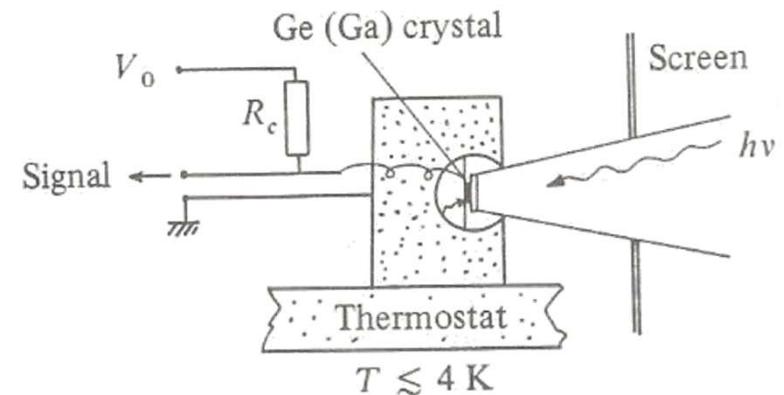
$$\sigma \propto T^{-2}$$

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 disponível ($\sim 1\text{ MHz}$).

A técnica preferida para a implementação da detecção é a “quantum tunneling junction” SIS (supercondutor-isolante-supercondutor).

O bolómetro tem uma excelente eficiência quântica ($\sim 100\%$), embora tenha fracas resoluções temporal ($>50\text{ms}$) e de temperatura. Bolómetros não arrefecidos têm por principal ruído as flutuações térmicas da temperatura ambiente. O arrefecimento é, assim, **fundamental** ($T \sim 1\text{-}2\text{ K}$ com hélio líquido): melhora a resolução temporal, além de diminuir o ruído.

O bolómetro tem uma estrutura semelhante à dos “receivers” em rádio: um “feed horn” colecta a radiação vinda do telescópio; um “mixer” junta-a com a de um oscilador local. O “mixer” é, infelizmente, origem de ruído ($T_N \sim 100\text{ K}$). De seguida, o sinal passa por um sistema de IFs, como em rádio.



Infelizmente, o ruído do “mixer” não pode ser muito mais reduzido pois o **limite quântico** não está longe:

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

Já na Astronomia do mm usam-se **díodos**, preferencialmente, para a detecção de fótons. Estes são de três tipos:

- **Schottky** com barreira isolante: Au-GaAs
- **Clifton** (de $\sim 1\text{ }\mu\text{m}$ de tamanho)
- Super-Schottky (**supercondutor**)

Na tabela seguinte sintetizam-se, como exemplo, as características de três detectores de sub-mm:

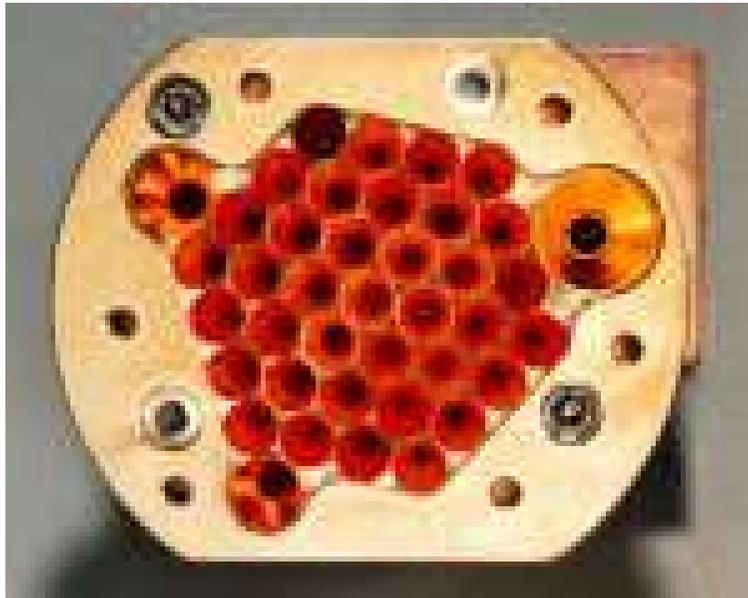
Detector	λ (mm)	ν (GHz)	resolução	canais	largura IF	T_R (K)	T_S (K)
SIS - APEX	0.20-1.3	210-1500	61 kHz	16384	~1 GHz	~4	100-200
SCUBA*	0.45, 0.85	350, 660				~0.075	quântico
SCUBA-2**	0.45, 0.85	350, 660				-0.012	quântico

APEX: Atacama Pathfinder Experiment

SCUBA: Submillimeter Common User Bolometer Array

*Funcionou de 1995 a 2005 no JCMT

**Funcionará a partir de 2008 no JCMT

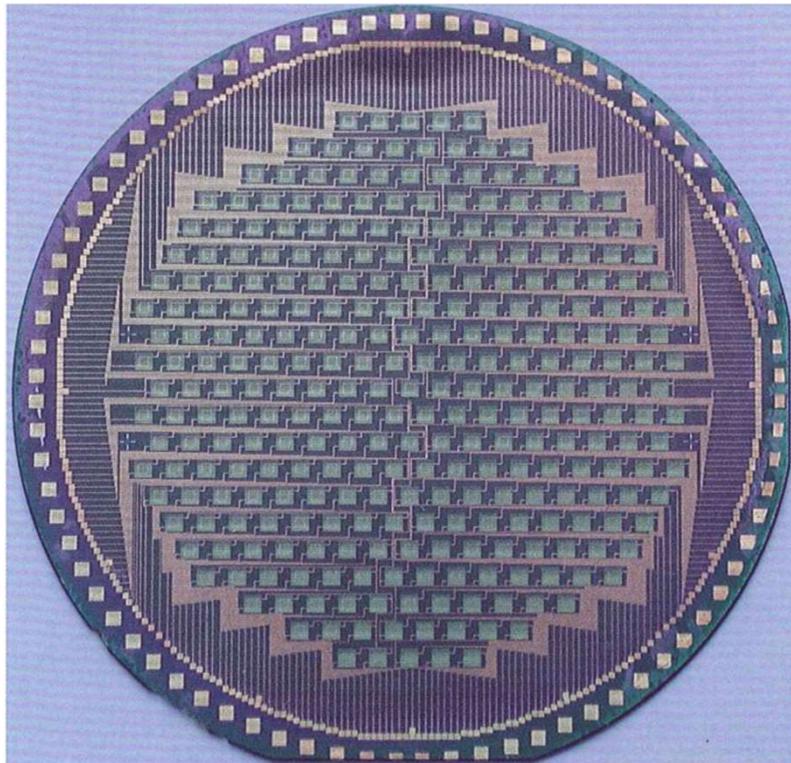


O SCUBA continha 37 pixeis (ou bolómetros) para observações a 0.85mm (mostrado). Não mostrado, o SCUBA também tinha um conjunto equivalente para observar a 0.45mm (91 bolómetros). Estes permitiam um campo de visão máximo de ~4.3 arcmin².

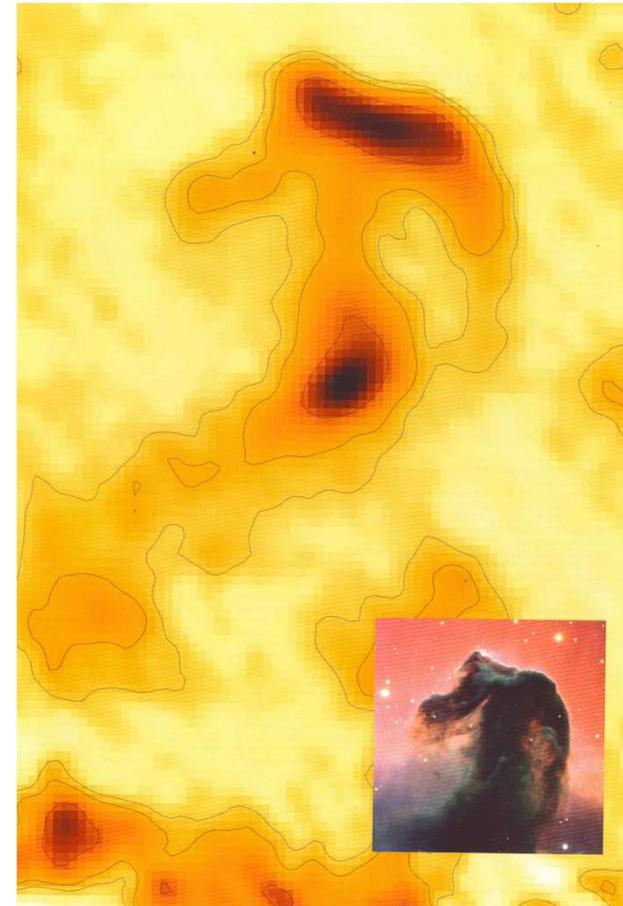
O SCUBA-2 vai ter muitos mais “pixeis” (bolómetros). Para cada uma das duas frequências terá um mosaico de quatro “CCDs” de 40×32 “pixeis”. O total é de 5120 “pixeis” cada. O campo-de-visão atingirá ~64 arcmin².

Cada bolómetro do SCUBA-2 consiste numa liga de cobre-molibdénio: “[Transition Edge Sensor](#)” (TES). Usam amplificação SQUID ([Superconducting Quantum Interference Device](#)).

Também para o APEX (foco Cassegrain), há um recente bolómetro de sub-mm desenvolvido com o nome de LABOCA (Large APEX BOlometer CAmera). Funciona em $\lambda = 870 \pm 75 \mu\text{m}$ (FWHM) e opera a 0.29 K.



O LABOCA está instalado numa bolacha de silício: cada quadrado que se vê é um bolómetro (são, assim, 295 “pixeis”).



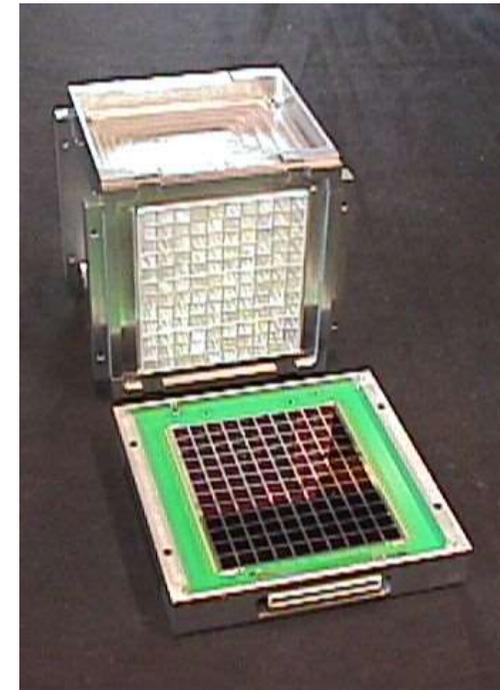
Uma imagem inicial do LABOCA (nebulosa de Orion – “cabeça de cavalo”) – resolução 18.6”, comparada com uma obtida no visível com o VLT.

3.6.2 Calorímetros (altas energias)

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.



O exemplo do detector (protótipo) do satélite MEGA (Medium Energy Gamma Ray Astronomy), para $E < 50$ MeV. Este consiste na “câmara de recolha” (10 placas de silício de 0.5mm de espessura), que dá $\sim 3^\circ$ de resolução, e nos “medidores” (24 calorímetros que a rodeiam).



Cada calorímetro absorve um fotão e mede a sua energia. Consiste numa matriz de 10×12 “pixeis” de CsI:TI. Fotódiodos detectam a cintilação no visível causada pelo impacto.

3.7 Contadores de fótons

No caso de altas energias, precisamente devido a tal, os fótons agem muito mais como partículas do que como ondas. Assim, todos os detectores para as bandas dos raios X aos raios γ são, na essência, **contadores de fótons** (e os fluxos vêm em contagens por segundo).

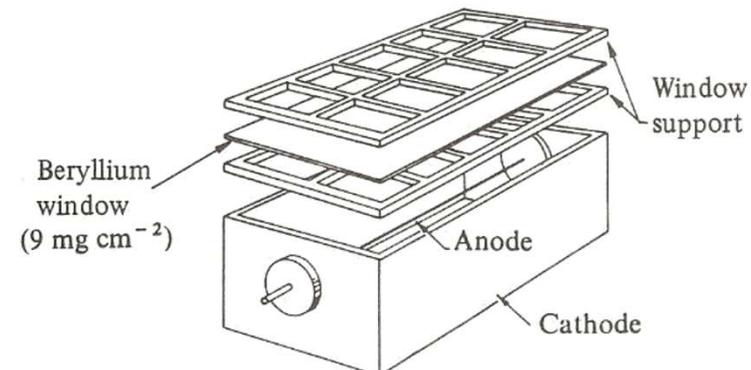
3.7.1 Raios X

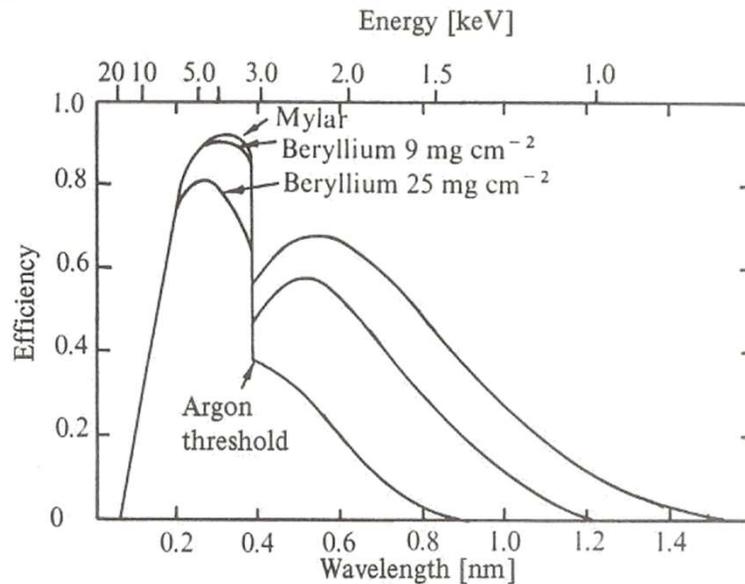
A) Contador proporcional

Para energias abaixo de 20 keV (mas acima de ~ 10 eV, no UV) o detector principal é um **contador proporcional**: um tubo de gás nobre com um fio condutor central (ânodo) ~ 2000 V acima da voltagem das paredes do tubo; fótons (que entram por uma “janela”) ionizam átomos que libertam electrões (criam-se pares electrão-ião) com energia suficiente para libertar mais electrões de outros átomos antes de chegar ao fio central. Como num fotomultiplicador, surge uma **cascata** de electrões (até $\sim 10^7$) que geram um pulso detectável no circuito electrónico. A voltagem do tubo é escolhida de forma a ter:

$$N_{e^- \text{ cascata}} \propto N_{\text{ião-e(pares)}} \propto E_{\text{fóton}}$$

O contador proporcional típico. As divisões da janela são “fios catódicos”.





A eficiência na resposta espectral de um contador proporcional de argon com três tipos de janelas para entrada dos fótons.

Assim, num contador proporcional, mede-se a **energia** dos fótons. De forma a medir a **direcção** dos mesmos usa-se uma rede de fios (catódicos) que se transforma numa placa de micro-canais para super-resolução (~1”).

Na tabela seguinte mostram-se várias combinações típicas janela/gás.

Window	Thickness [μm]	Gas filling	Spectral response [nm]
Beryllium	125	Neon or argon	0.02–0.8
Aluminium	6	Neon	0.02–0.6 and 0.8–1.6
Mylar	6	Nitrogen or helium	0.02–1.5 and 4.4–6
Nitrocellulose	0.1	Argon	< 30
-none-		Helium	< 50.43
-none-		Xenon	< 102.21
Lithium fluoride	1000	Ethyl bromide	104–120
Quartz (silicon)	1000	Tri- <i>n</i> -propyl amine	160–171.5

A estas “baixas” energias, os raios cósmicos podem confundir as detecções num contador proporcional. Usa-se, então, um **aparelho anti-coincidência** em que raios cósmicos cintilam no contacto com as paredes, enquanto os fótons não.

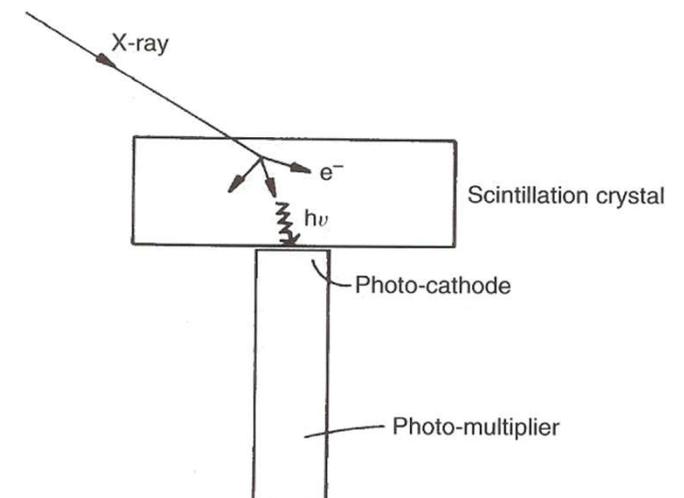
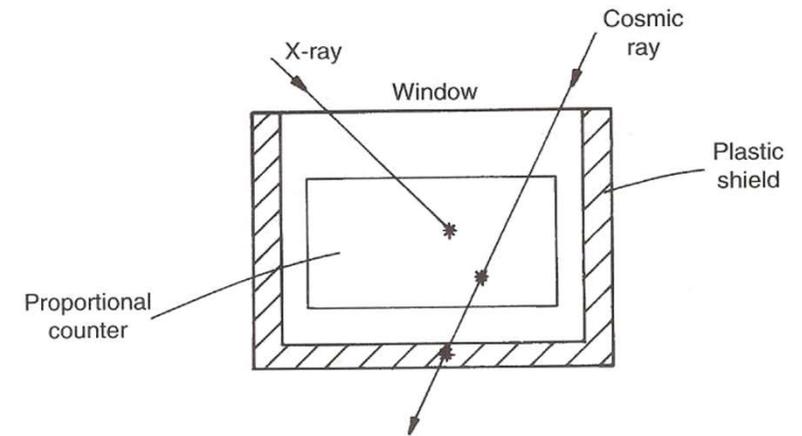
B) Cintilador

Para energias acima de 20 keV são necessários detectores de **estado sólido** (cristais). Caso contrário, os fótons passam a direito (de qualquer gás).

O clássico detector para tais fótons é um **cintilador**: o fóton incidente ioniza um átomo na estrutura cristalina produzindo um **electrão energético** que leva muitos electrões a formar uma corrente eléctrica. **Impurezas** no cristal capturam alguns electrões emitindo **flashes** de luz visível (“cintilação”). Um fotomultiplicador detecta estes flashes.

O grande problema é a impossibilidade de saber a **direcção** do fóton incidente. Só com uma óptica especial e/ou máscaras é que podemos ter uma ideia da direcção original do mesmo.

Na tabela seguinte sintetizam-se alguns tipos de cintiladores comuns:

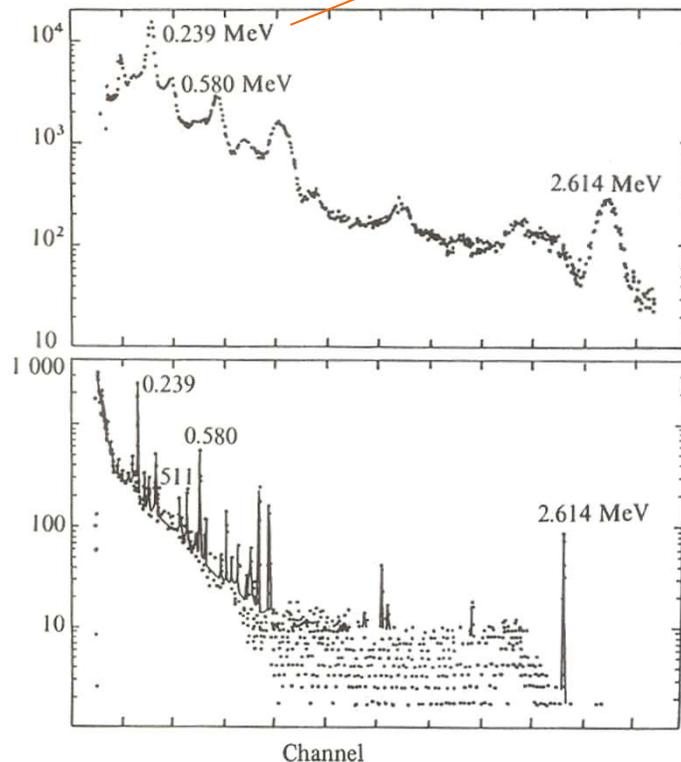


Material	Nome ("informal")	E (gama; keV)	eficiência	res. temporal
Nal:TI	iodeto de sódio (taliado)	$\sim 20 - 10^4$	$\sim 20\%$	$0.24 \mu\text{s}$
Csl:TI	iodeto de césio (taliado)	$\sim 20 - 10^4$	$\sim 20\%$	$0.45 \mu\text{s}$
Si:Li	silício (litiado)	$\sim 20 - 10^4$		
Ge:Li	germânio (litiado)	$\sim 20 - 10^4$		

Até 50 keV, o efeito dominante no contacto entre fotões e electrões é o **fotoeléctrico**. A partir daí (incluindo todos os raios γ), no entanto, o efeito **Compton** domina (fotões pontapeiam electrões).

3.7.2 Raios γ

Raios X (formalmente)



(a)

Cintiladores como os dos raios X detectam raios γ até 10 MeV. O problema é que os raios γ podem gerar pares electrão-positrão tão energéticos que **passam a direito** no cristal (esses fotões ficam, assim, sem possibilidade de detecção). A única forma de garantir que **todos** estes são

(b)

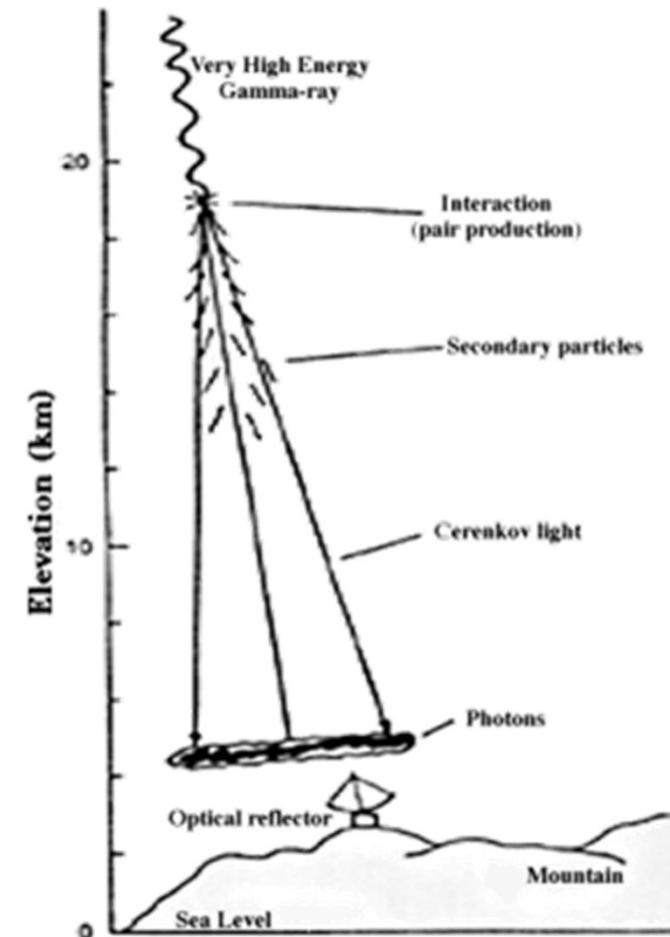
também detectados é com recurso a um **segundo** detector.

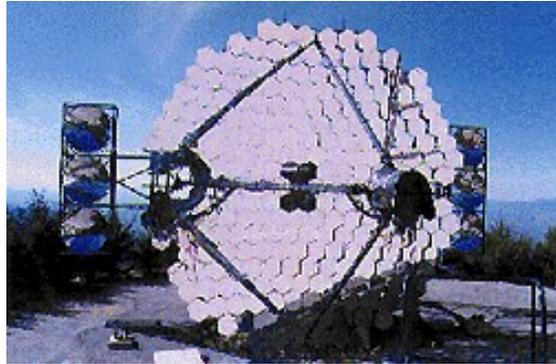
Exemplos da detecção de fotões de raios γ de várias energias com um cintilador de: a) NaI:TI; b) Ge:Li.

Para energias na gama 10 MeV a 100 GeV, a única solução para detectar fótons é recorrendo às técnicas de Física de Partículas (câmara de bolhas, por vezes várias em cadeia): identifica-se o **percurso** do gerado par electrão-positrão para deduzir a **energia** e **direcção** do respectivo fóton de raios γ responsável (agora, virtualmente sempre formam-se tais pares).

Os raios γ mais energéticos (>50 GeV) são detectados à superfície da Terra de uma forma indirecta: pela **radiação Čerenkov** emitida pelos electrões de alta energia gerados nos choques dos fótons com os átomos e moléculas da alta atmosfera. Esta actua como um **amplificador natural**, cada fóton originando até $\sim 10^6$ partículas.

A radiação Čerenkov é azul (visível) e surge devido ao movimento **superluminal** da partícula no meio (atmosfera). Usam-se redes de telescópios Čerenkov para aumentar a probabilidade de detecção (pelo aumento da área efectiva, que pode chegar a centenas de m^2).





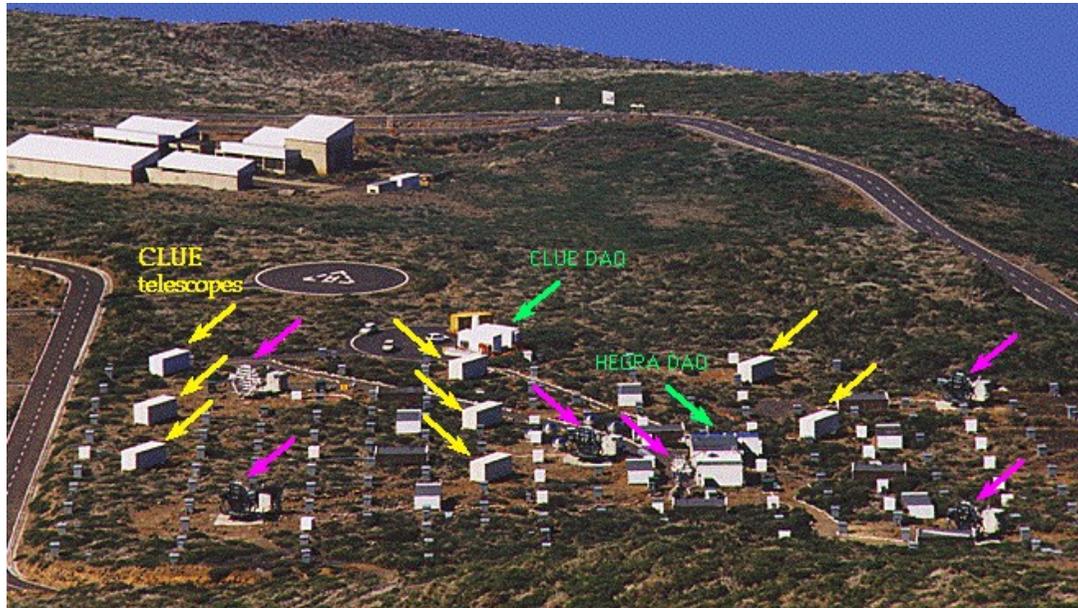
O “telescópio” Čerenkov do Whipple observatory (Arizona), $D=10\text{m}$. Detecta raios γ entre 100 GeV e 10 TeV .



A rede de “telescópios” Čerenkov VERITAS (Very Energetic Radiation Imaging Telescope Array System) do Whipple observatory (Arizona), com quatro de $D=12\text{m}$. Detectam raios γ entre 50 GeV e 50 TeV .



A rede de “telescópios” Čerenkov HESS (High Energy Stereoscopic System) na Namíbia, com quatro $D=19\text{m}$ (na fase 2 será colocado um de 28m). Detectam raios γ nos $\sim 100\text{ GeV}$.



Os oito “telescópios” Čerenkov CLUE (Čerenkov Light Ultraviolet Experiment - italiano) nas Canárias (La Palma). Detectam raios γ nos \sim TeV.

Cada “caixa” contém um.

O problema estará, depois, em saber distinguir quais dos fotões de raios γ correspondem a determinada fonte galáctica ou extragaláctica e quais são **raios cósmicos** de origem (ainda) incerta...

Os raios γ são energéticos demais para qualquer reflexão (mesmo com ângulos muito pequenos). A implicação é que as resoluções conseguidas ($\sim 1^\circ$) são as piores em Astronomia. Mesmo assim, quanto **mais energético** for um fotão γ mais fácil é identificar a sua direcção (graças à do(s) respectivo(s) electrão(ões) produzido(s)): o erro entre as direcções dos raios γ originais e dos electrões produzidos é $\sim 4^\circ$ a ~ 30 MeV mas apenas $\sim 0.2^\circ$ a ~ 1 GeV.