

CONTINGUTS TEÒRICS

1. L'OBSERVACIÓ ASTRONÒMICA

L'atmosfera terrestre. Qualitat de les imatges. Resolució espacial, temporal i espectral.

2. TELESCOPIS ÒPTICS I RADIOTELESCOPIS

Formació de la imatge. Tipus de telescopis. Suports. Interferometria.

3. DETECTORS

Característiques generals. Sensibilitat espectral i eficiència quàntica. Fotòmetres i espectròmetres. Càmeres CCD.

Detectors

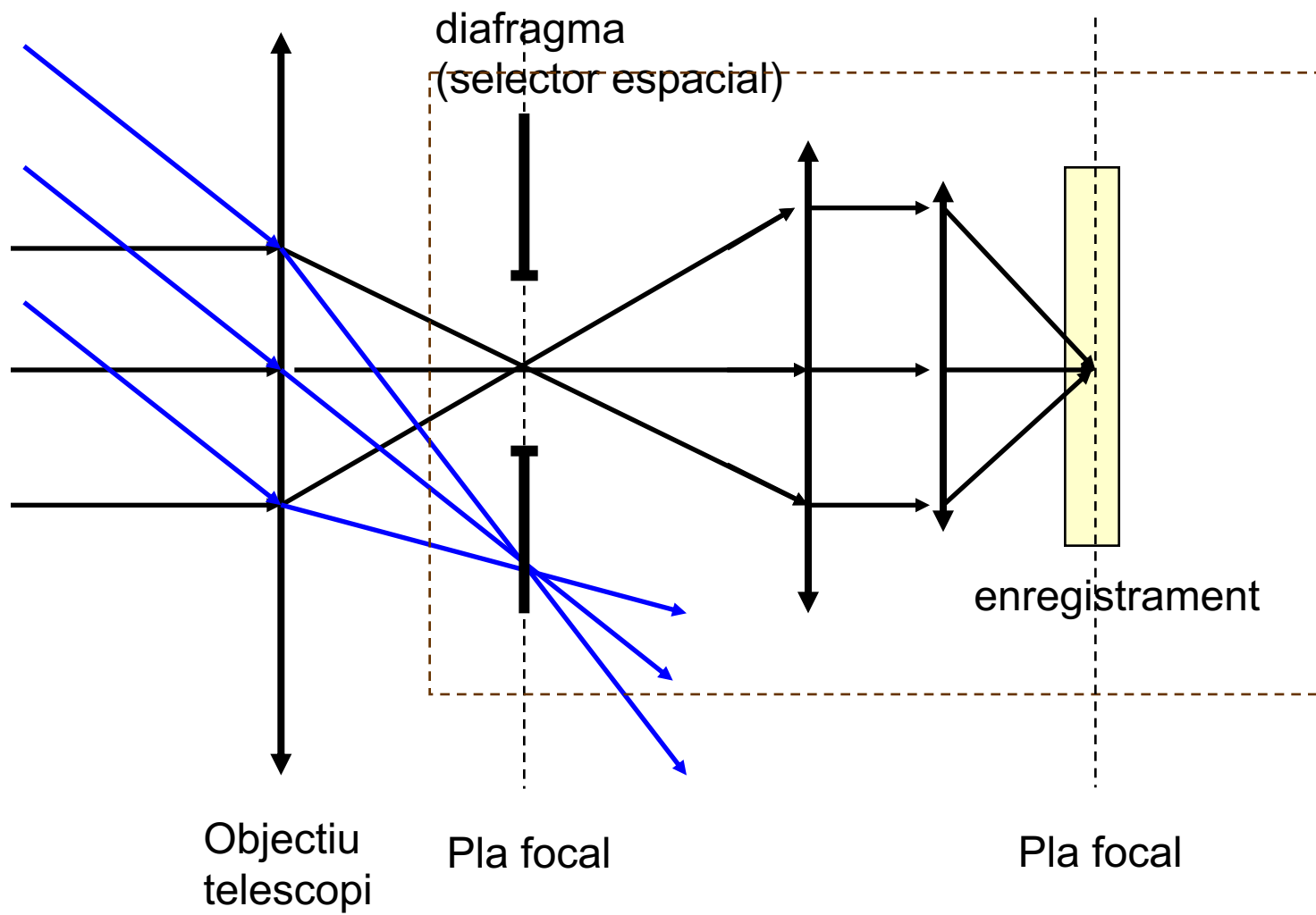
Propòsit: enregistrar la radiació que prové dels astres
Tan importants com els telescopis mateixos

- Ull humà
resolucions molt limitades: angular, espectral i temporal
umbral de sensibilitat ($\sim 10^{-16}$ J/s); dia/nit (la pupil·la es dilata)
- Placa fotogràfica
finals s. XIX
revolució a l'astronomia (capacitat d'enregistrar, temps d'exposició)
- Fotomultiplicadors
1940-1950
més eficients que les plaques fotogràfiques
- Semiconductors (CCD, CMOS, ...)
meitat dels 70's
amb una CCD i un telescopi de 60cm, avui en dia es pot veure el mateix
que amb el telescopi del Monte Palomar de 5m els anys 40.

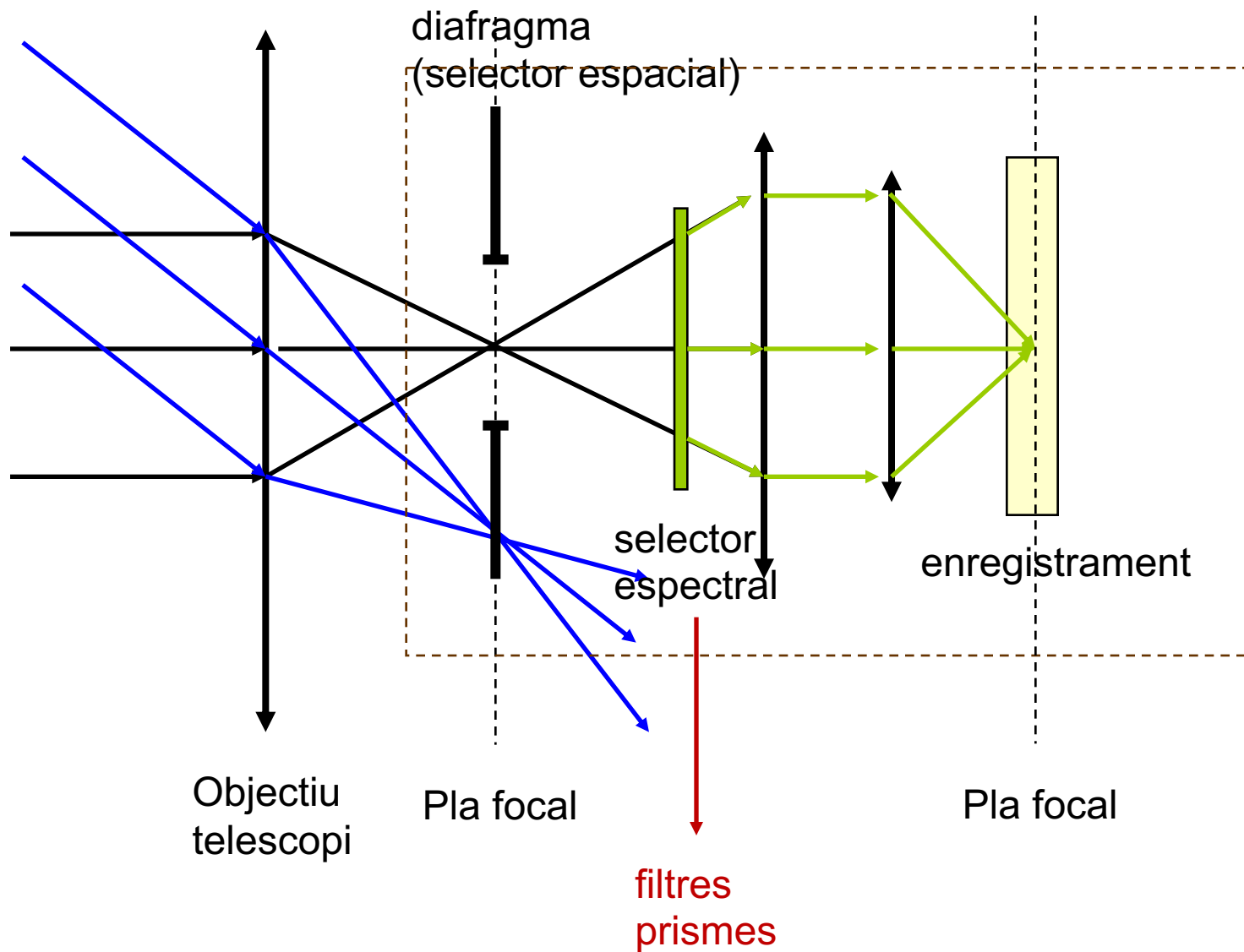
Propietats dels detectors

- Sensibilitat (senyal detectat / senyal incident)
- Linealitat (senyal detectat proporcional a senyal incident)
- Soroll detector i lectura (senyal espuri)

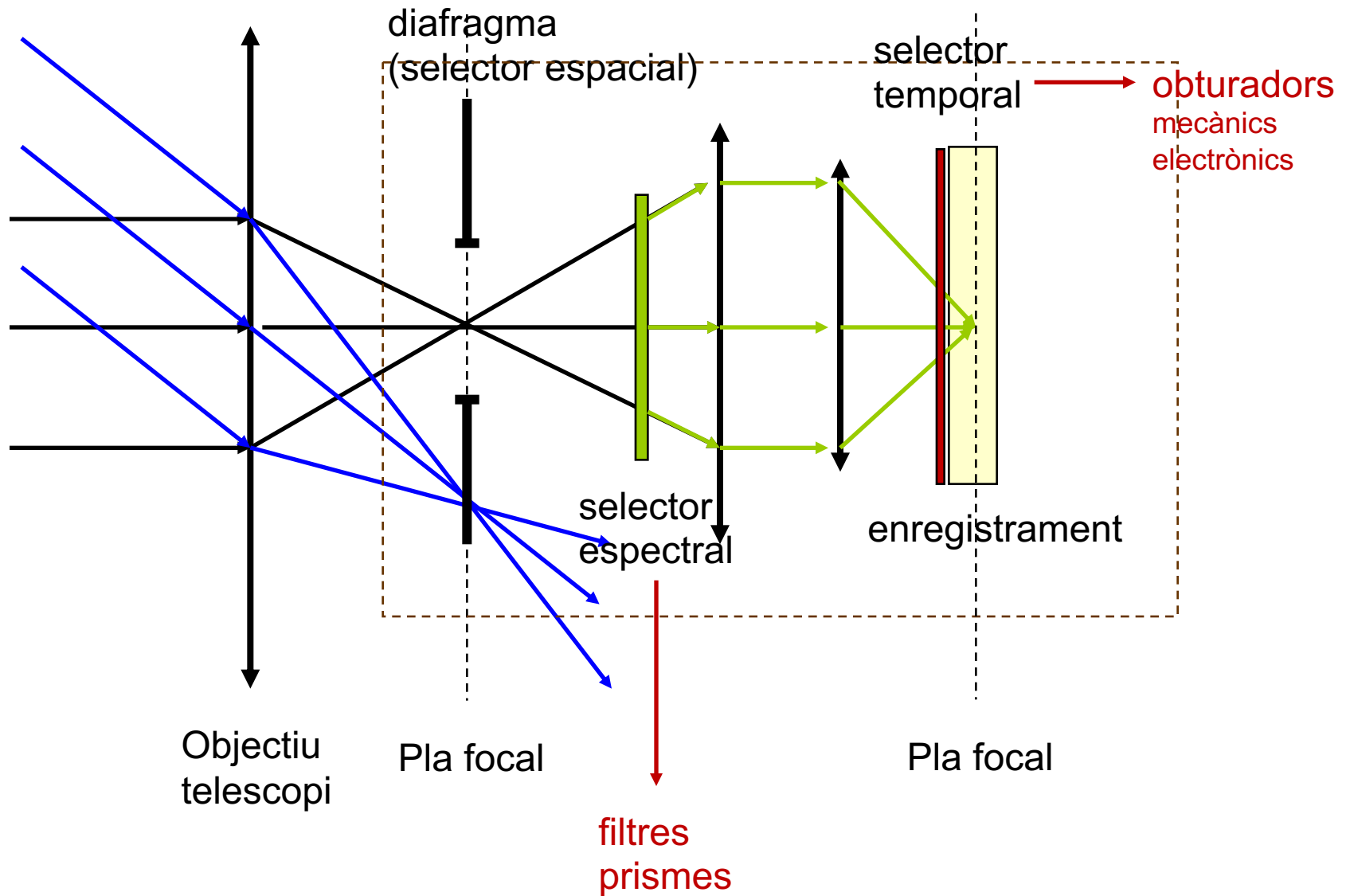
DETECTOR



DETECTOR



DETECTOR



Selector espectral

Filtres, elements dispersors

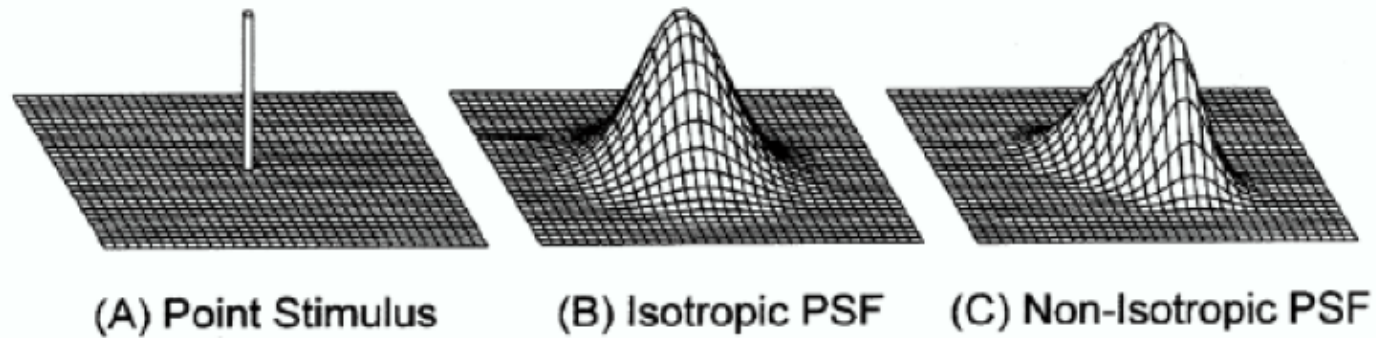
Selector temporal

Des d'obturadors manuals (s) a dispositius electrònics (ms)

Selector polarimètric

Dispositius òptics.

Resolució espacial al detector:

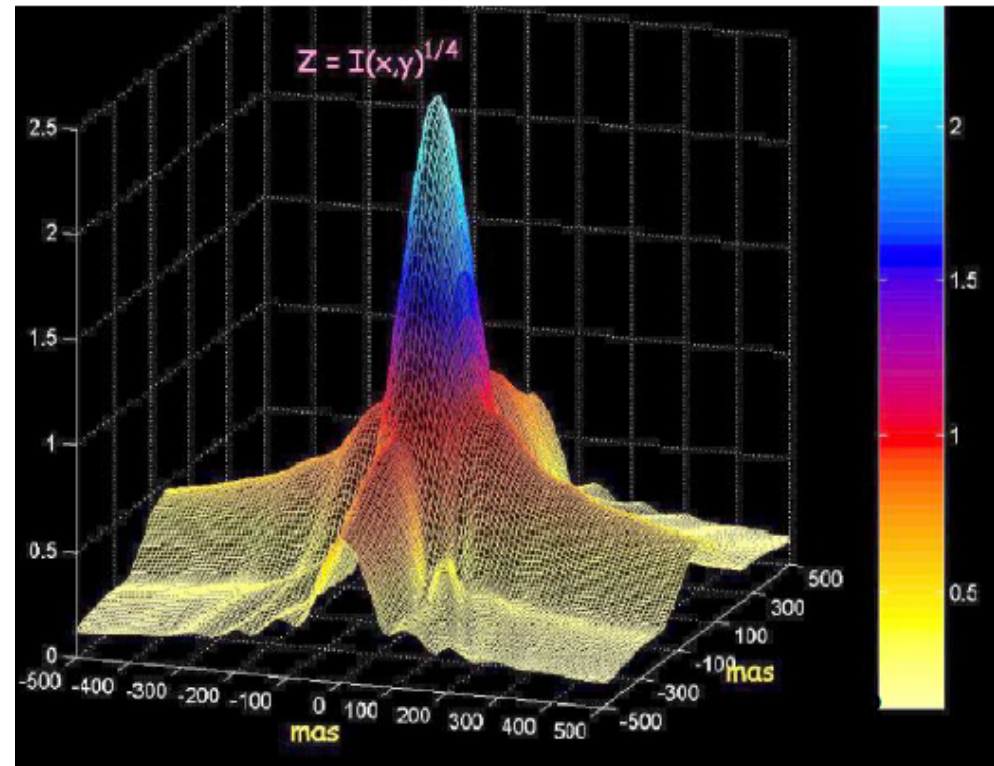


Distribució de la intensitat de la imatge d'un punt:

Point Spread Function: PSF

Dos punts estan separats si les PSF ho estan

FWHM: full width half maximum
(conjunt del telescopi + detector + atmosfera)



Funció analítica d'una PSF

$$g(x, y) = \int_{-\infty}^{\infty} \int_{-\infty}^{\infty} h(x, y; \alpha, \beta) f(\alpha, \beta) d\alpha d\beta + \eta(x, y)$$

$f(\alpha, \beta)$: font

$g(x, y)$: imatge

$h(x, y; \alpha, \beta)$: PSF → no és fàcil determinar la funció
posició al pla focal
soroll
etc

$\eta(x, y)$ soroll addicional sistema

Exemples de PSF i LSF

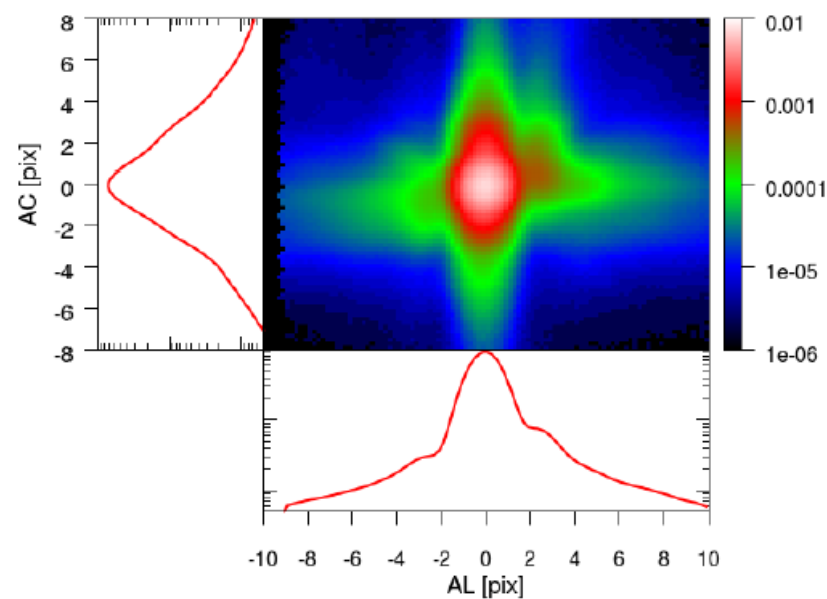
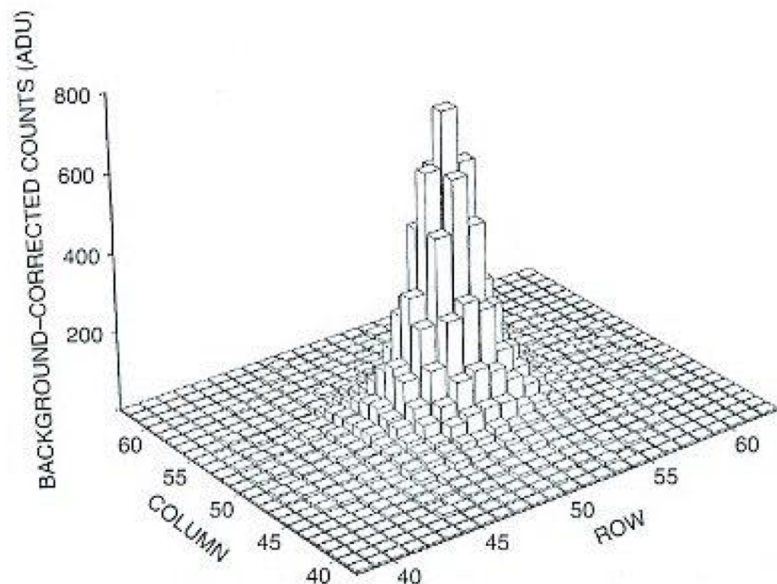
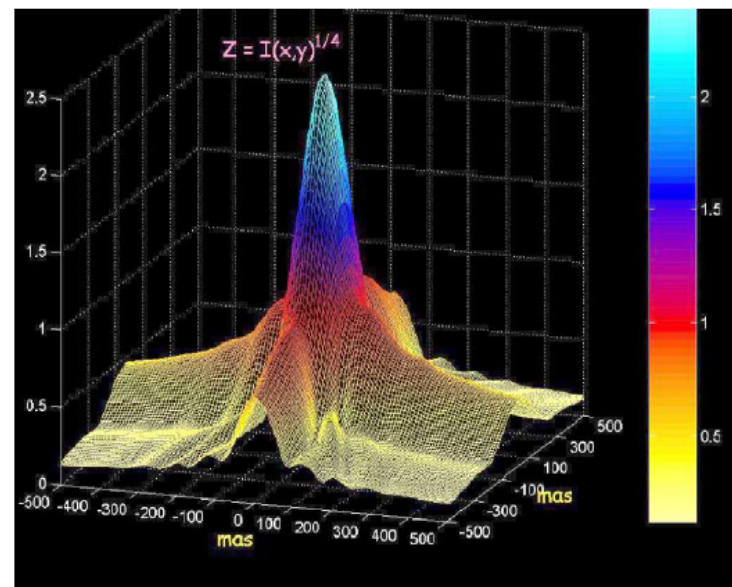
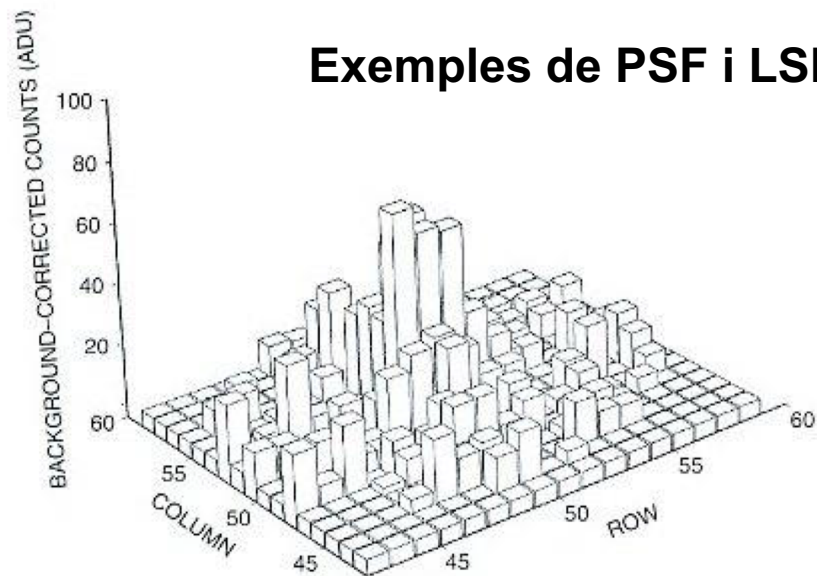


Fig. 5.4. Stellar PSFs are shown for various cases. The figure above shows two model PSFs, one for a bright star ($S/N \sim 125$) and one for a faint star ($S/N \sim 20$). The remaining two panels show similar brightness stars but are actual CCD data. Note that the models are shown as 3-D pixel histograms whereas the real data are represented as spline profile fits to the actual PSFs. The disadvantage of the latter type of plotting is that the true pixel nature of the image is lost.

Line Spread Function (LSF)

Dependència de la PSF amb la posició al pla focal

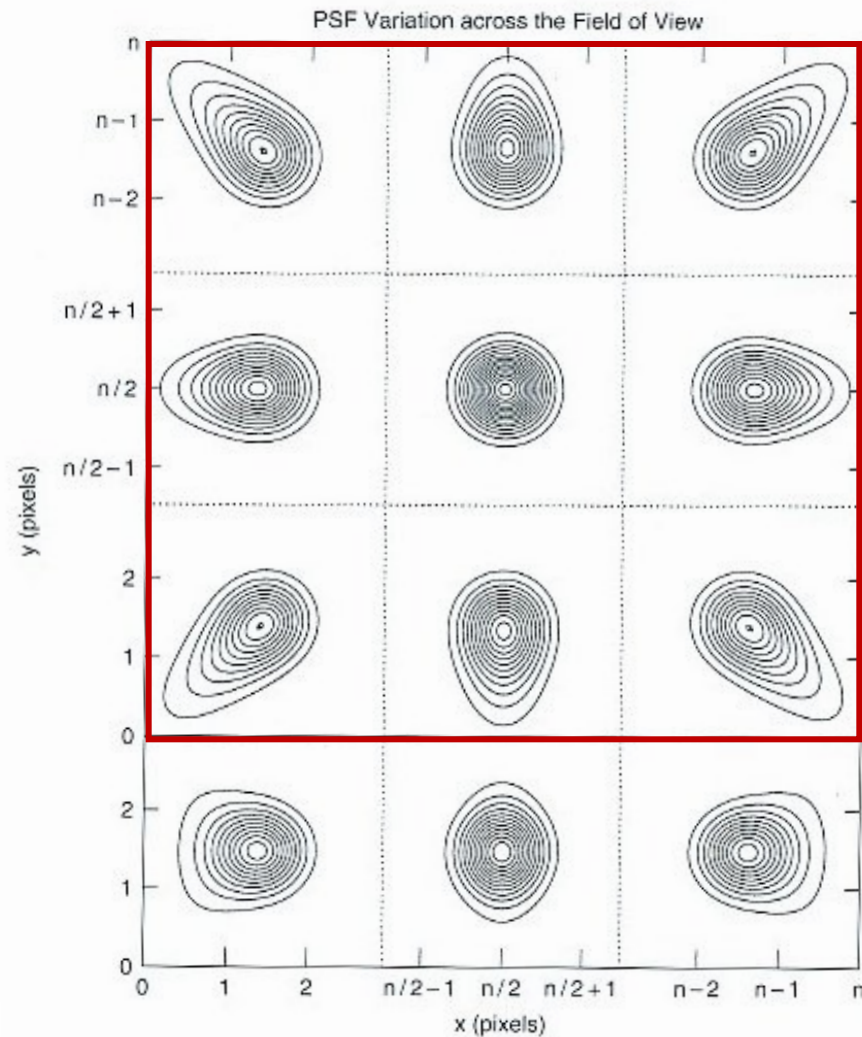


Fig. 4.11. PSF variations for a star imaged at nine locations within the field of view of a large mosaic CCD camera placed at the focal plane of a Schmidt telescope. Only the center of the field has a circular, symmetric PSF while the other positions show extended tails due to optical aberrations and chromatic effects. The three PSFs at the bottom of the figure are column sums of the PSFs vertically above them. From Howell *et al.* (1996).

El poder de resolució espacial també està lligat al concepte de

Píxel: Picture element

L'element de detector al qual es pot atribuir un nivell de senyal determinat

Als CCD/CMOS (càmeres digitals) el píxel és evident

Fotografia: gra de l'emulsió

Si tinguéssim un píxel més gran que l'amplada de la PSF, seria el píxel el que marcaria la resolució espacial

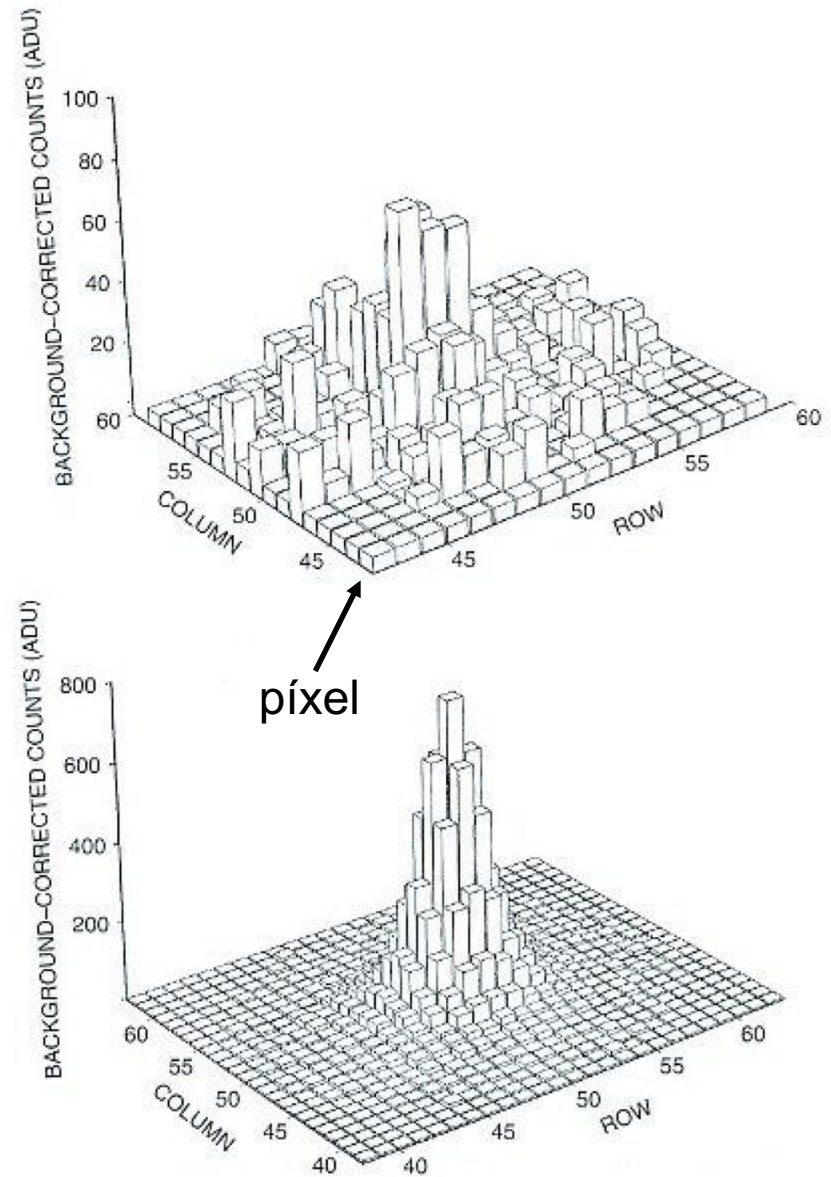
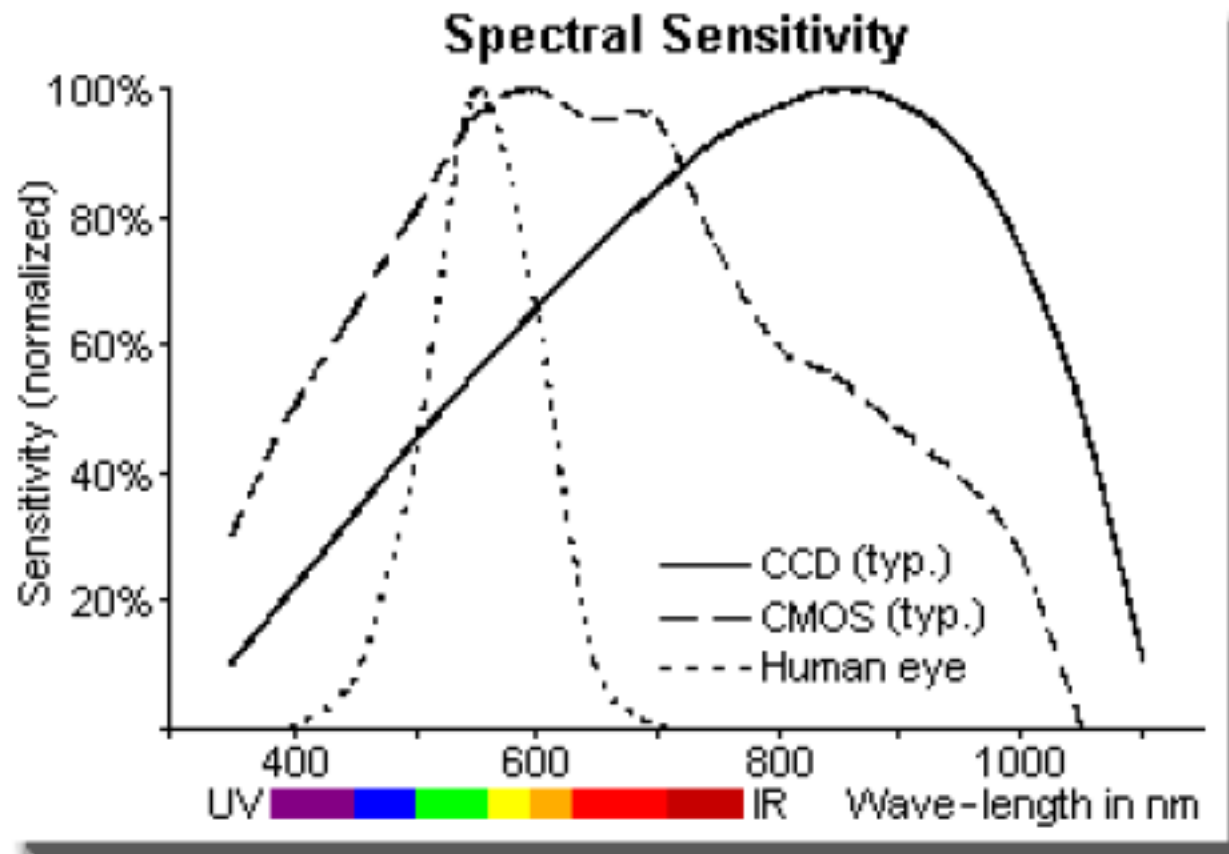


Fig. 5.4. Stellar PSFs are shown for various cases. The figure above shows two model PSFs, one for a bright star ($S/N \sim 125$) and one for a faint star ($S/N \sim 20$). The remaining two panels show similar brightness stars but are actual CCD data. Note that the models are shown as 3-D pixel histograms whereas the real data are represented as spline profile fits to the actual PSFs. The disadvantage of the latter type of plotting is that the true pixel nature of the image is lost.

Sensitivitat espectral

Relació $S(\lambda) = \text{Output}(\lambda)/\text{Input}(\lambda)$



Exemples de respostes normalitzades

Eficiència quàntica (QE)=

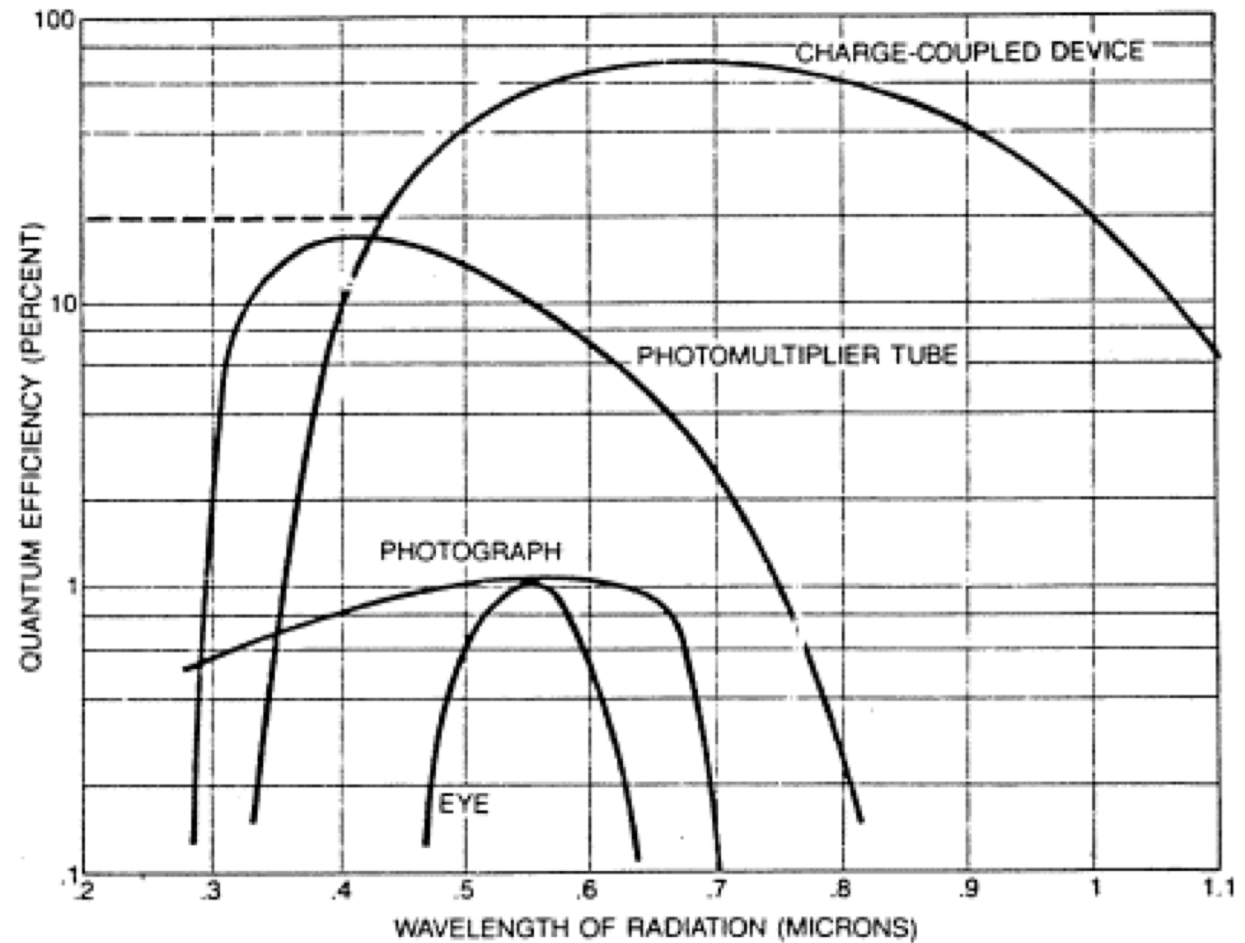
Relació $N(\lambda) = \text{Fotons Output}(\lambda) / \text{Fotons Input}(\lambda)$

Ull: < 2%

Fotog. : < 4%

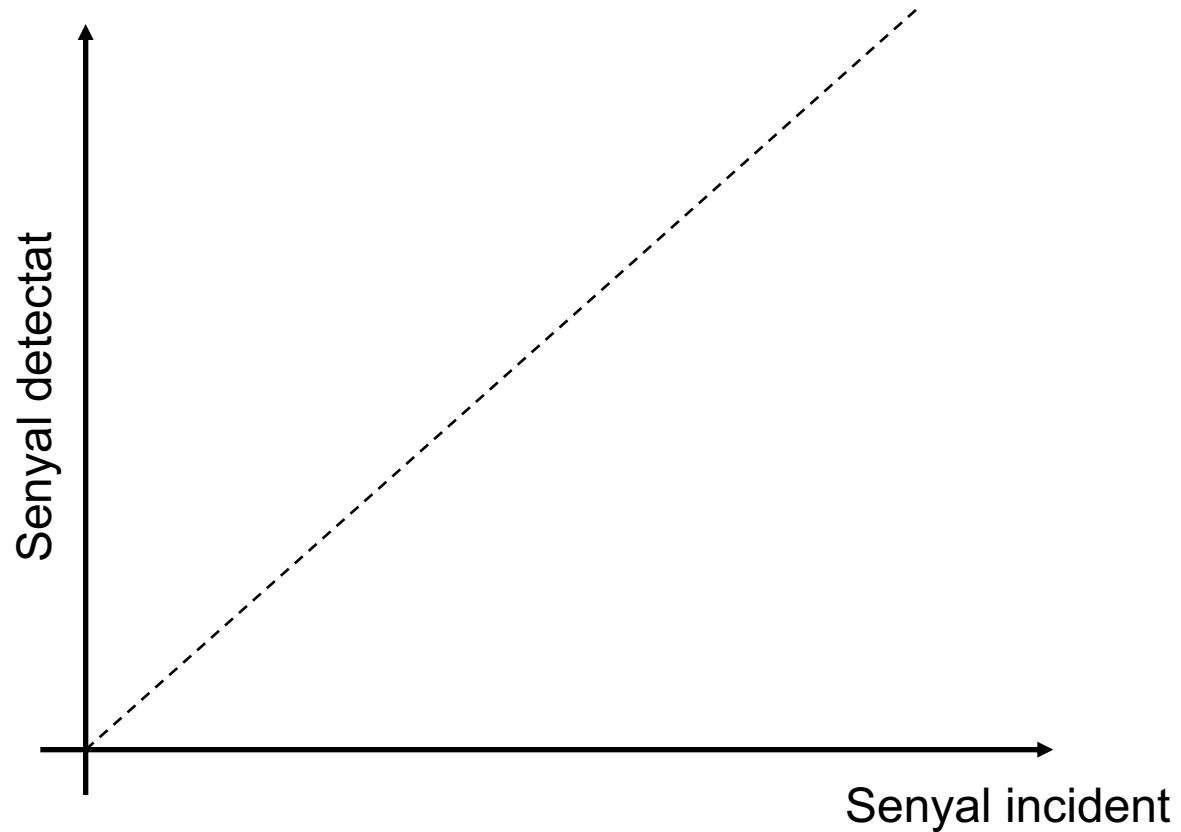
Fotòm. : < 20% - 40%

CCD: > 80%



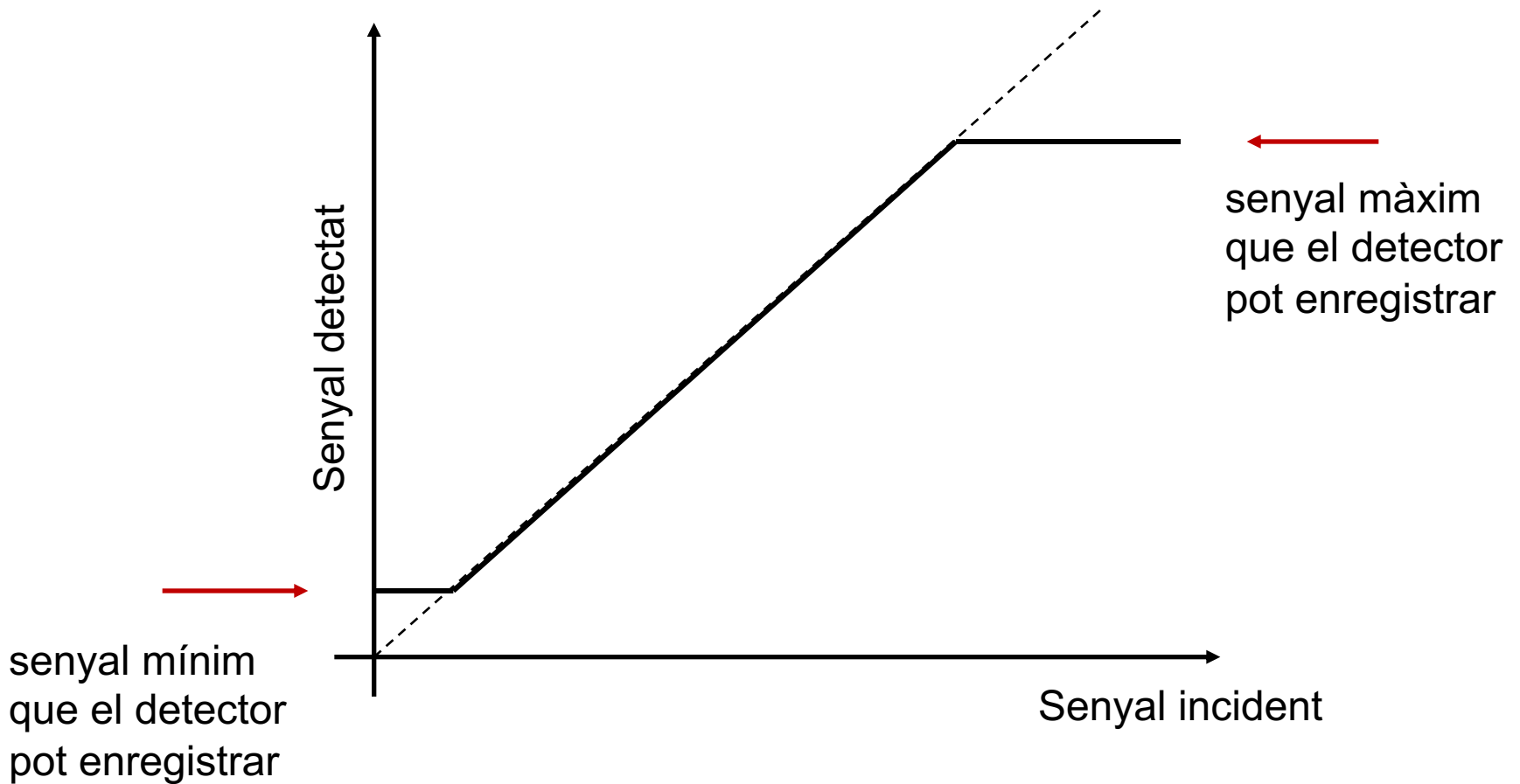
Bon detector: alta sensibilitat

Linealitat : senyal detectat proporcional al senyal incident

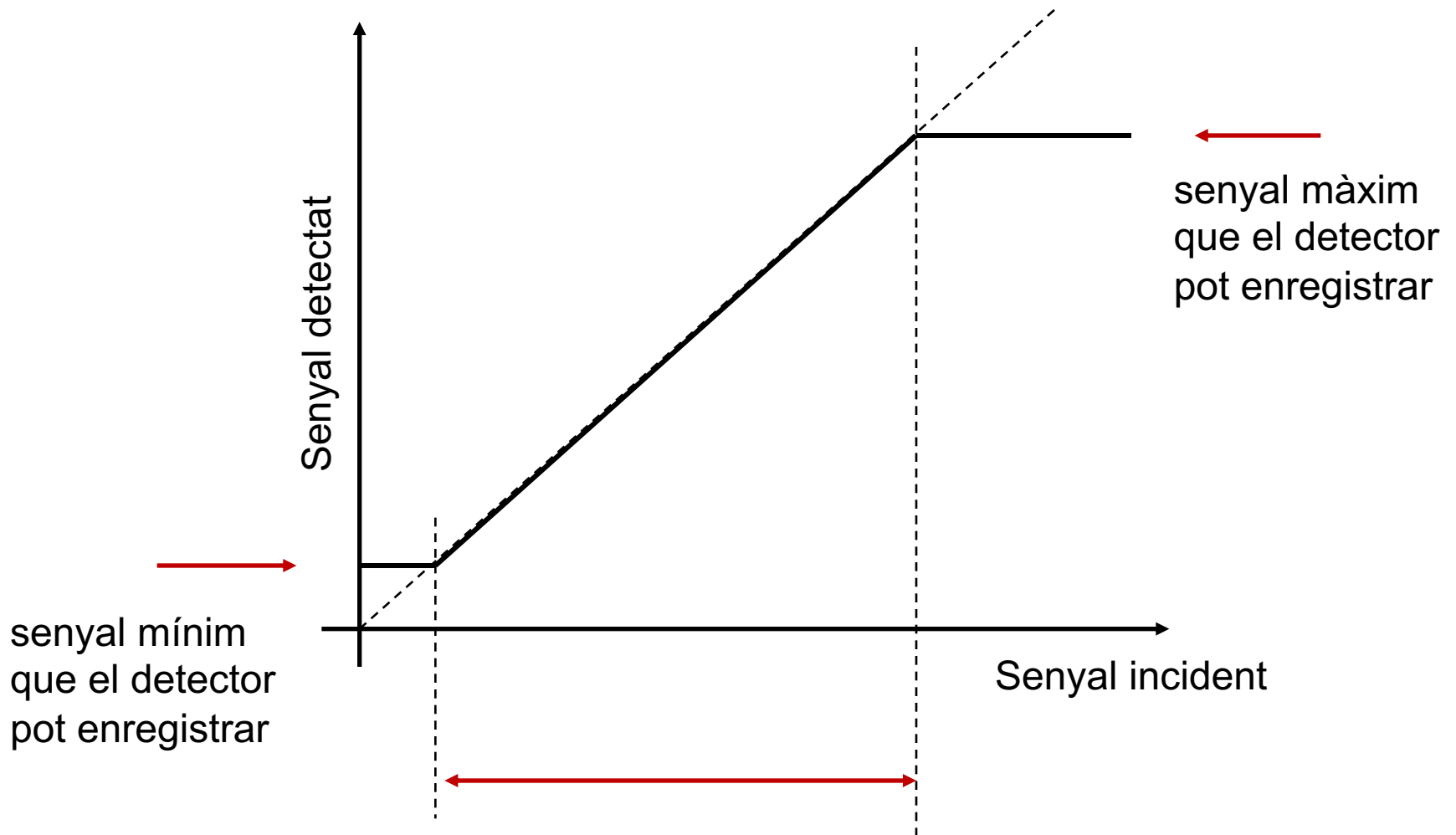


Bon detector: alta linealitat

Linealitat : senyal detectat proporcional al senyal incident

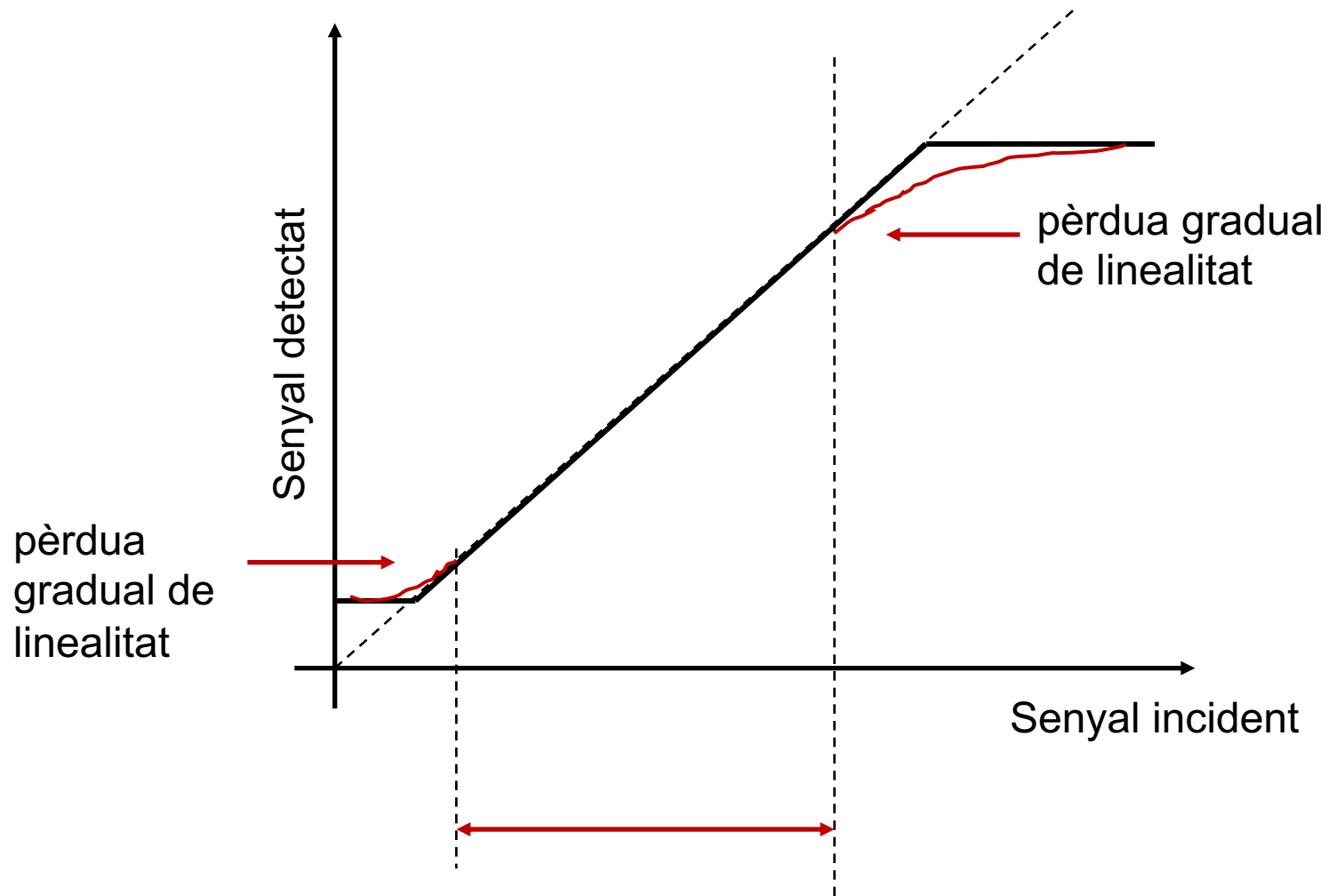


Linealitat : senyal detectat proporcional al senyal incident



Rang dinàmic: diferència nivell màxim i mínim del senyal incident que el detector pot enregistrar

Linealitat : senyal detectat proporcional al senyal incident



Rang de treball: en la zona de linealitat del detector

Exemples de
pèrdua de linealitat

Plaques fotogràfiques
molt poc lineals

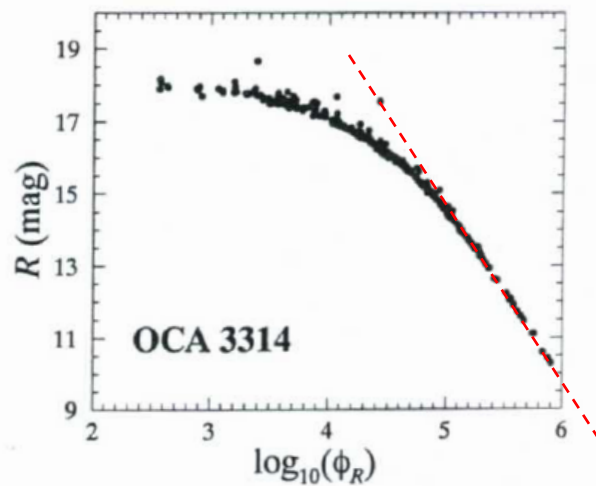
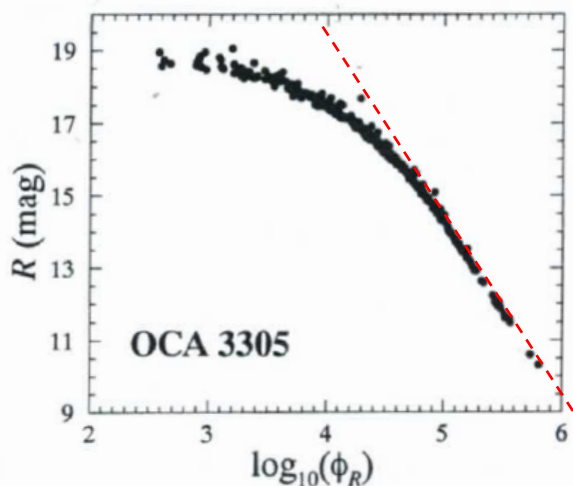
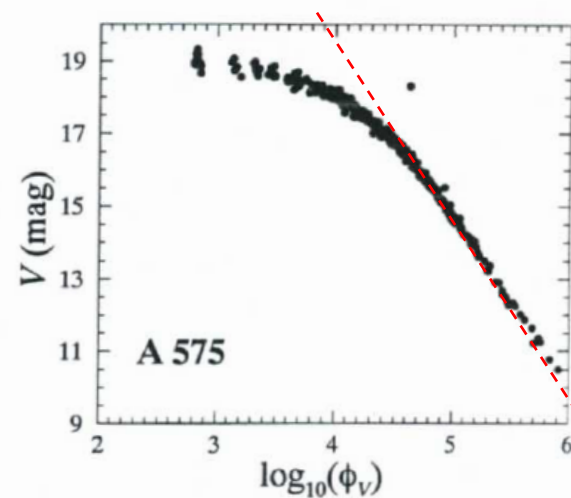
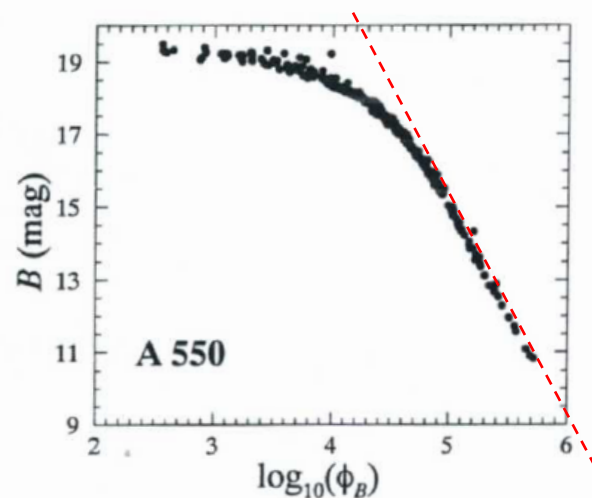


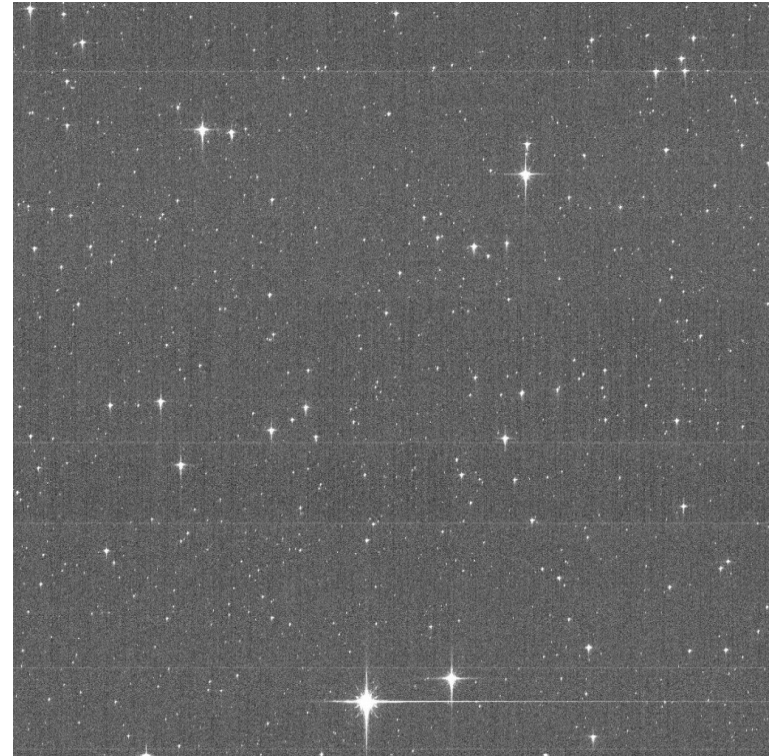
Figura 4.1: Relación entre el logaritmo del flujo y la magnitud estándar para el tercer umbral de cada placa seleccionada para derivar la fotometría fotográfica. Las relaciones son análogas para otros umbrales

Soroll del senyal detectat:

La qualitat del senyal detectat depèn del propi senyal i del soroll associat

Diverses contribucions de soroll:

- soroll estadístic del propi astre (Poisson)
- soroll de fons (background) (Poisson)
- soroll del detector (corrent fosc, p.ex.)
- soroll de lectura (RON)



Relació senyal / soroll: S/N , SNR

Bon detector: baix soroll

Soroll del propi senyal

Fotons → estadística de Poisson

$$P(N,k) = \frac{e^{-N} N^k}{k!} \quad \left\{ \begin{array}{l} E(k) = N \\ \text{var}(k) = N \end{array} \right.$$

$$S/N = \text{senyal d'entrada} / \sqrt{(\text{variança de la mesura})}$$

Relació senyal soroll d'entrada = senyal d'entrada/rms senyal d'entrada

$$S/N = N/N^{1/2} = N^{1/2}$$

Relació senyal soroll de la detecció = senyal detectat/rms senyal detectat

$$S/N = N/(N + \text{soroll}^2)^{1/2}$$

Exemple de soroll Possonià:

Una centralita telefònica rep 300 trucades/hora.

NO pot establir més de 20 connexions/minut

Quina és la probabilitat que en 1 minut donat només hi hagi 1 trucada ?

$$300 \text{ trucades/h} \cdot 1\text{h}/60 \text{ minuts} = 5 \text{ trucades/minut}$$

$$P(5,1) = \frac{e^{-5} 5^1}{1!} = 0.0337$$

Quina és la probabilitat que es col·lapsi en 1 minut donat ?

$$P(5, > 20) = 1 - P(5, \leq 20) = 1 - \sum_{k=0}^{20} \frac{e^{-5} 5^k}{k!}$$

Mesura (cercle verd): A (fotometria d'obertura)

$$A = N + \text{fons} + \text{soroll}$$

$$\sigma_A^2 = N + nb + nr^2$$

n = nombre de píxels dins del cercle

b = nombre fotons/píxel

r = soroll per píxel

El nostre objectiu és trobar N

$$N = A - \text{fons}$$

Per estimar el fons:

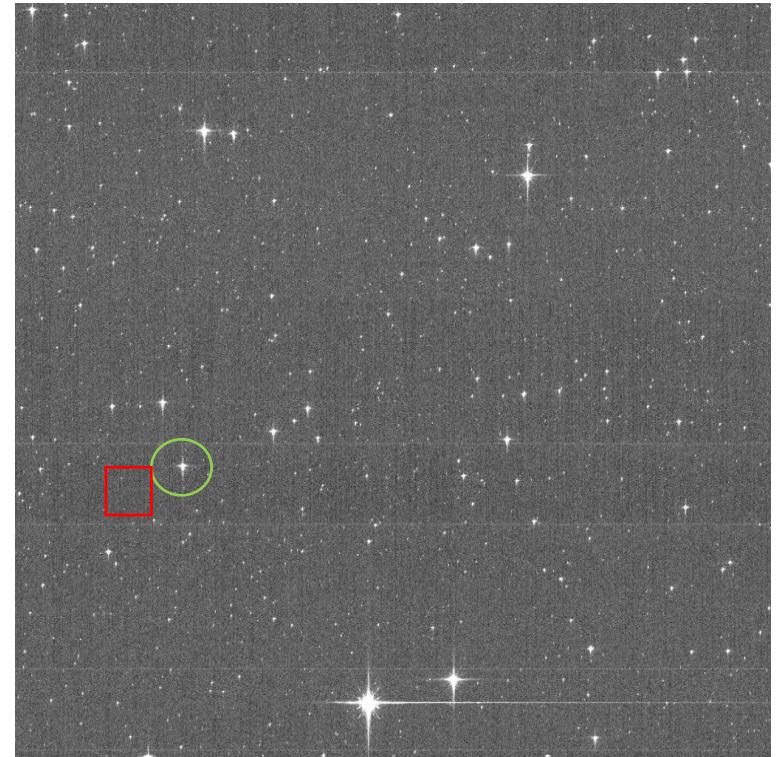
quadrat vermell de n_b píxels

$$\hat{b} = \frac{\sum_1^{n_b} (b_i + r)}{n_b} \rightarrow N = A - n \hat{b}$$

$$\sigma_{\hat{b}}^2 = \frac{\hat{b} + r^2}{n_b}$$

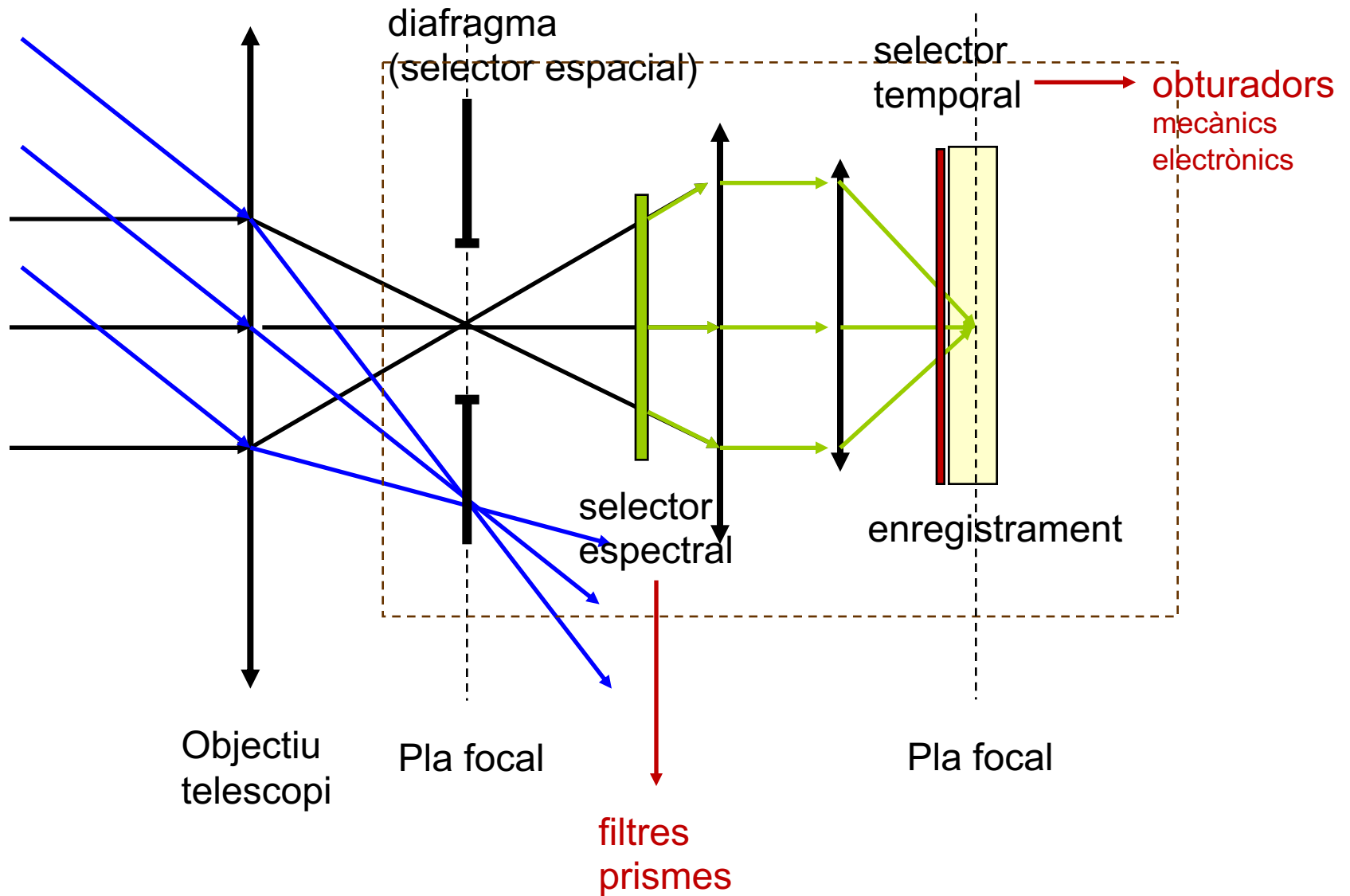
$$\sigma_N^2 = \sigma_A^2 + n^2 \sigma_{\hat{b}}^2 = N + n\hat{b} + nr^2 + n^2 \frac{\hat{b} + r^2}{n_b}$$

$$\sigma_N^2 = N + n \left(1 + \frac{n}{n_b} \right) (\hat{b} + r^2)$$



$$SNR = \frac{N}{\sqrt{N + n \left(1 + \frac{n}{n_b} \right) (\hat{b} + r^2)}}$$

DETECTOR

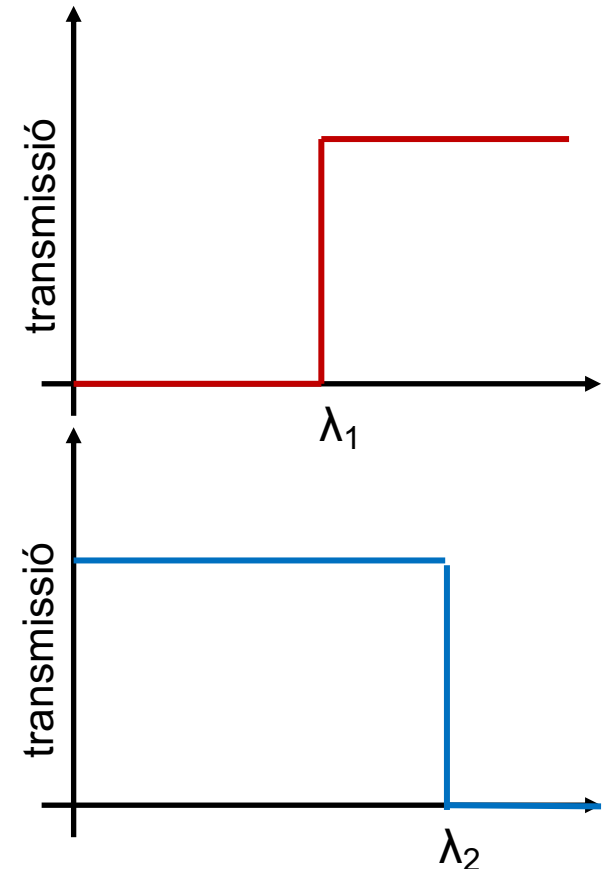


Selector espectral

- Limita la regió espectral a observar
- Dos tipus:
 - Dispersius. Separen la radiació en funció de λ (prismes, xarxes difracció) => espectres
 - Selectius. Deixen passar radiació d'unes certes λ (filtres dicroics, filtres)

Filtres: vidres o plàstics amb components orgànics que absorbeixen radiació d'unes λ i deixen passar la resta.

- Transmissió depèn de λ
- Transmeten per sobre (o per sota) d'una certa λ
- Combinacions donen lloc a “bandpasses” = Bandes passants.

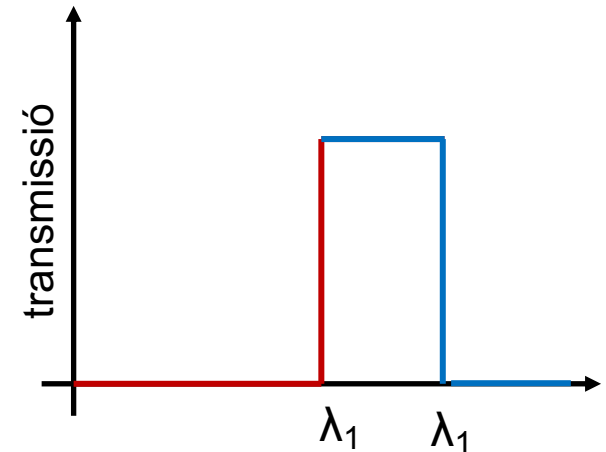


Selector espectral

- Limita la regió espectral a observar
- Dos tipus:
 - Dispersius. Separen la radiació en funció de λ (prismes, xarxes difracció) => espectres
 - Selectius. Deixen passar radiació d'unes certes λ (filtres dicroics, filtres)

Filtres: vidres o plàstics amb components orgànics que absorbeixen radiació d'unes λ i deixen passar la resta.

- Transmissió depèn de λ
- Transmeten per sobre (o per sota) d'una certa λ
- Combinacions donen lloc a “bandpasses” = Bandes passants.



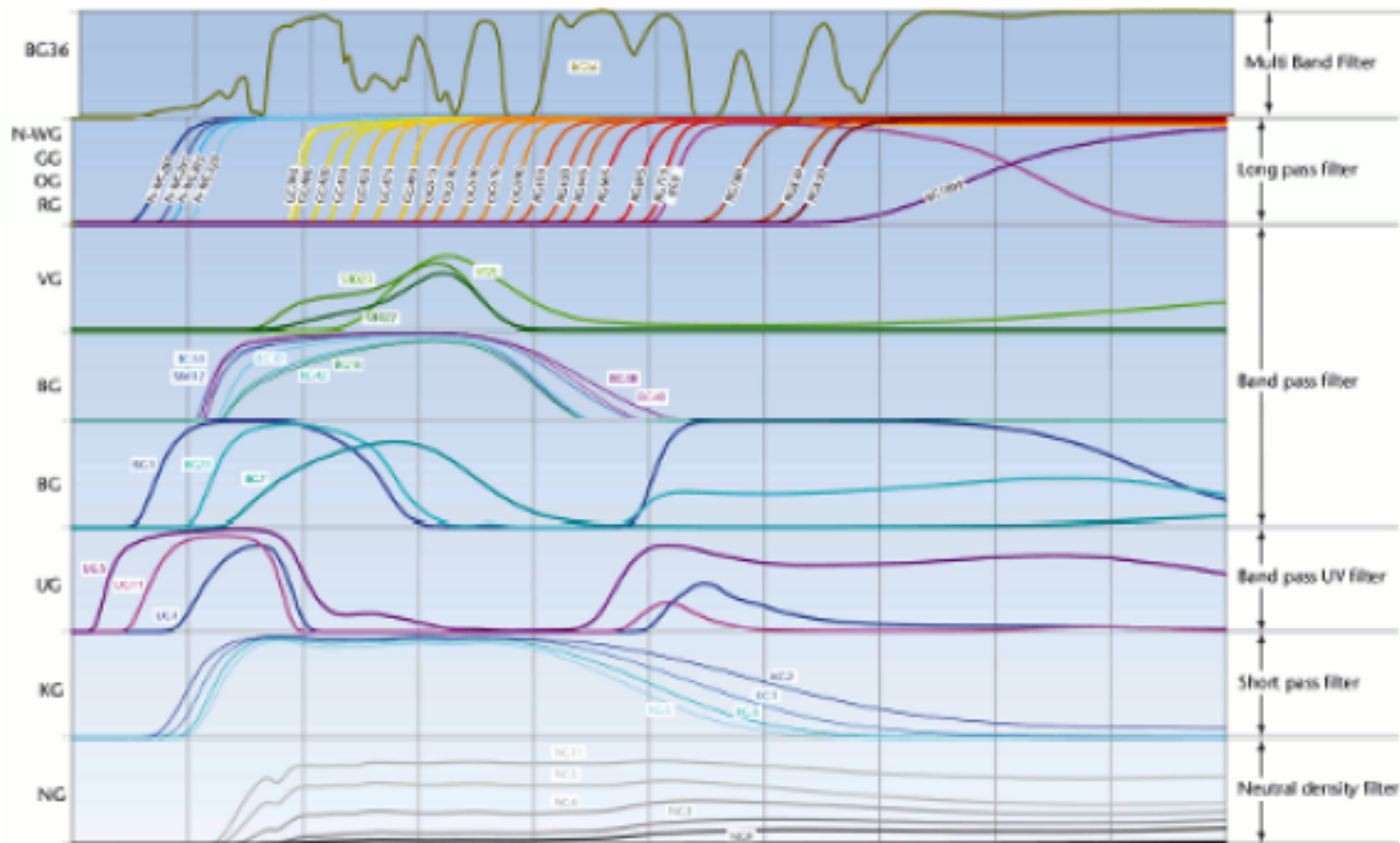
Selector espectral

- Limita la regió espectral a observar
- Dos tipus:
 - Dispersius. Separen la radiació en funció de λ (prismes, xarxes difracció) => espectres
 - Selectius. Deixen passar radiació d'unes certes λ (filtres dicroics, filtres)

Filtres: vidres o plàstics amb components orgànics que absorbeixen radiació d'unes λ i deixen passar la resta.

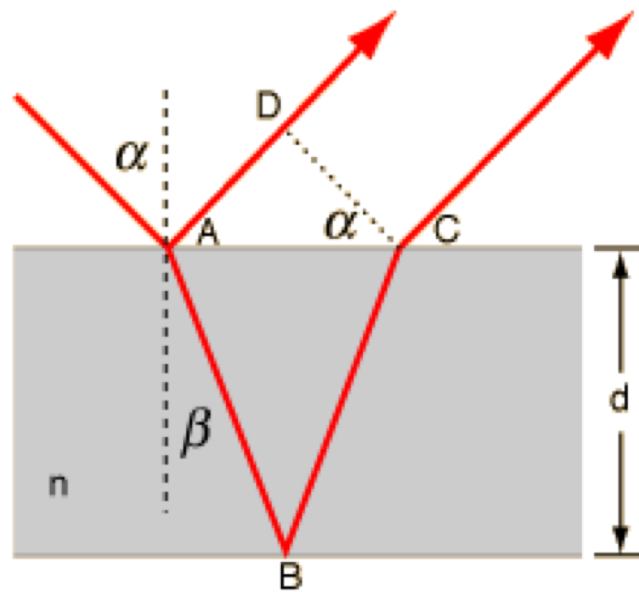
- Transmissió depèn de λ
- Transmeten per sobre (o per sota) d'una certa λ
- Combinacions donen lloc a “bandpasses” = Bandes passants.
 - Filtre monocromàtic
 - Filtre neutre
 - Banda ampla
 - Banda estreta
 - Banda mitjana
 - Filtre IR
 - Filtre UV





- UG:** Black and blue glasses, UV transmitting
- BG:** Blue, blue-green, and multi-band glasses
- VG:** Green glass
- GG:** Virtually colorless to yellow glasses, IR transmitting
- OG:** Orange glasses, IR transmitting
- RG:** Red and black glasses, IR transmitting
- NG:** Neutral density glasses with uniform attenuation in the visible range
- N-WG:** Colorless glasses with different cutoffs in the UV, transmitting in the visible range and the IR
- KG:** Virtually colorless glasses with high transmission in the visible and effective absorption in the IR (heat protection filters)

Filtres d'interferència capes primes



Optical pathlength difference Γ :

$$\Gamma = n(AB + BC) - AD$$

$$AB = \frac{d}{\cos \beta} \quad AD = (2d \tan \beta) \sin \alpha$$

$$AD = 2d \tan \beta (n \sin \beta)$$

Collecting terms:

$$\Gamma = 2nd \left[\frac{1}{\cos \beta} - \tan \beta \sin \beta \right]$$

$$\Gamma = 2nd \left[\frac{1 - \sin^2 \beta}{\cos \beta} \right] = 2nd \cos \beta$$

$$2nd \cos \beta = m\lambda \quad \leftarrow \text{Constructive}$$

$$2nd \cos \beta = (m - \frac{1}{2})\lambda$$

Filtres d'interferència capes primes

Es poden posar múltiples capes amb índexos de refracció diferents

$$m\lambda = \text{dif. camí} \quad m\lambda = 2d \cos \alpha$$

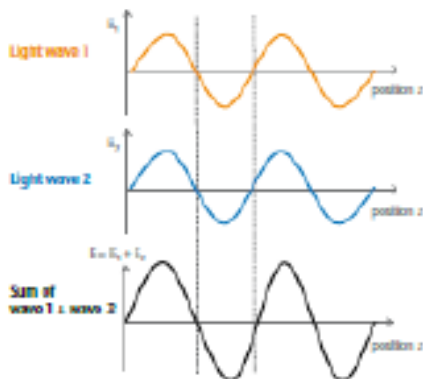
Interf. constructiva $m=1, 2, \dots$

Interf. destructiva $m=1/2, 3/2, 5/2, \dots$

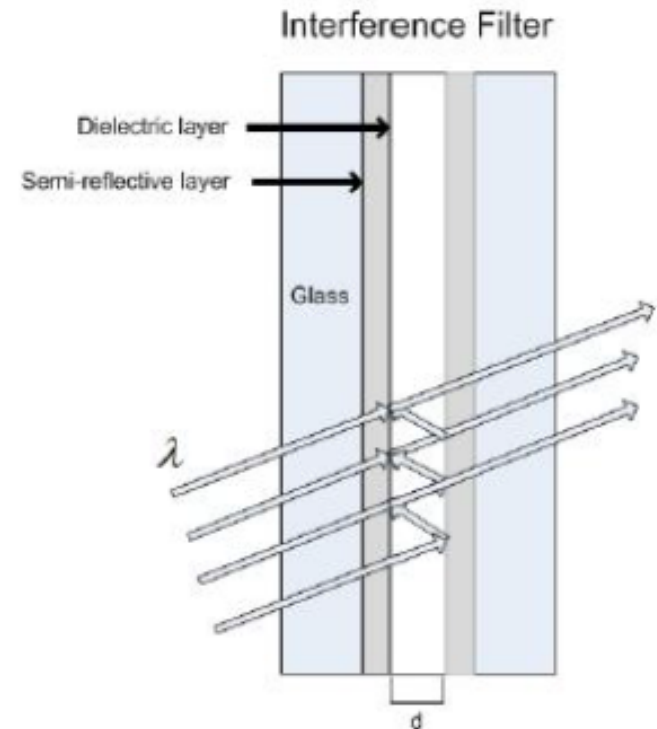
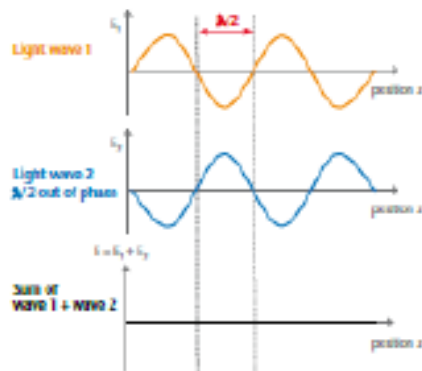
En incidència normal i amb $d = \lambda/2$

$$\lambda_{trans} = \frac{2d \cos \alpha}{m} = 2 \frac{\lambda_0}{2} \cos 0^\circ = \lambda_0$$

Constructive Interference



Destructive Interference

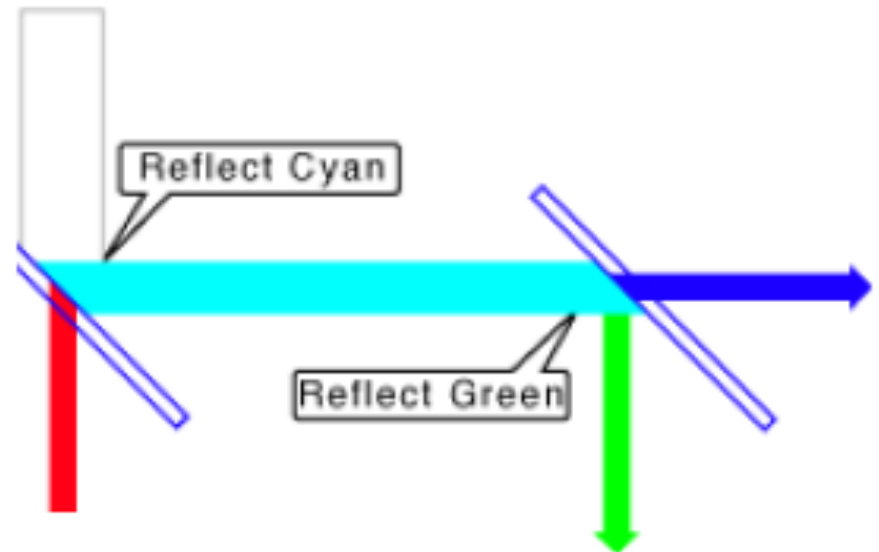


Angle d'incidència:

- canvia λ
- angle 45: dicroics

Selector espectral

Dicroics: basats en el principi d'interferència en làmines primes. Deixen passar unes certes λ i reflexen les altres



The Asiago Database on Photometric Systems

<http://ulisse.pd.astro.it/Astro/ADPS/>

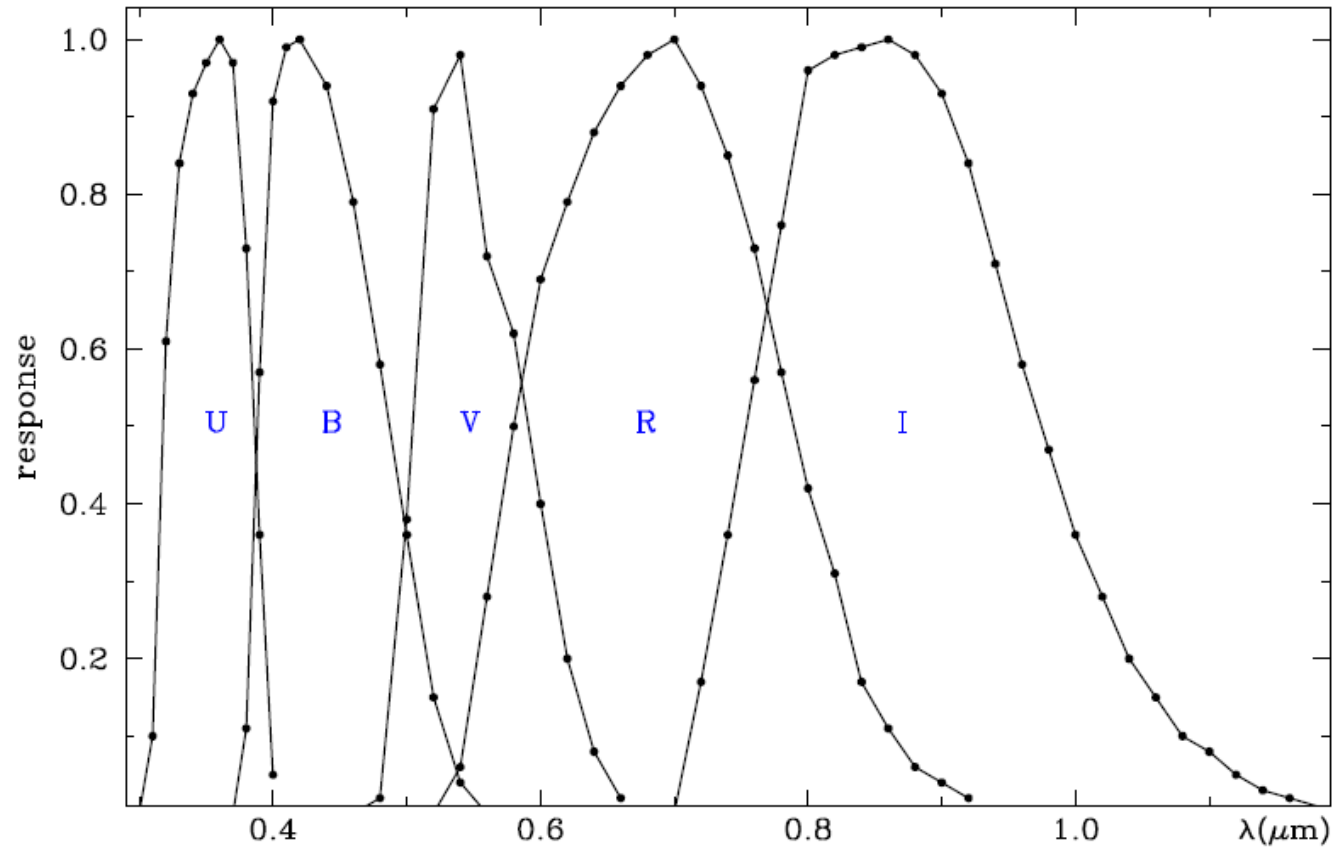
226 sistemes fotomètrics

Base de dades que recull tots els sistemes fotomètrics fins a 2002

Sistema fotomètric: conjunt de filtres + estrelles estàndards

Un dels sistemes de filtres més utilitzat: filtres relativament amples de propòsit generalista (tot tipus d'estrelles)

UBVRI
Johnson (1965)



U: UG11/1mm+BG14/4mm

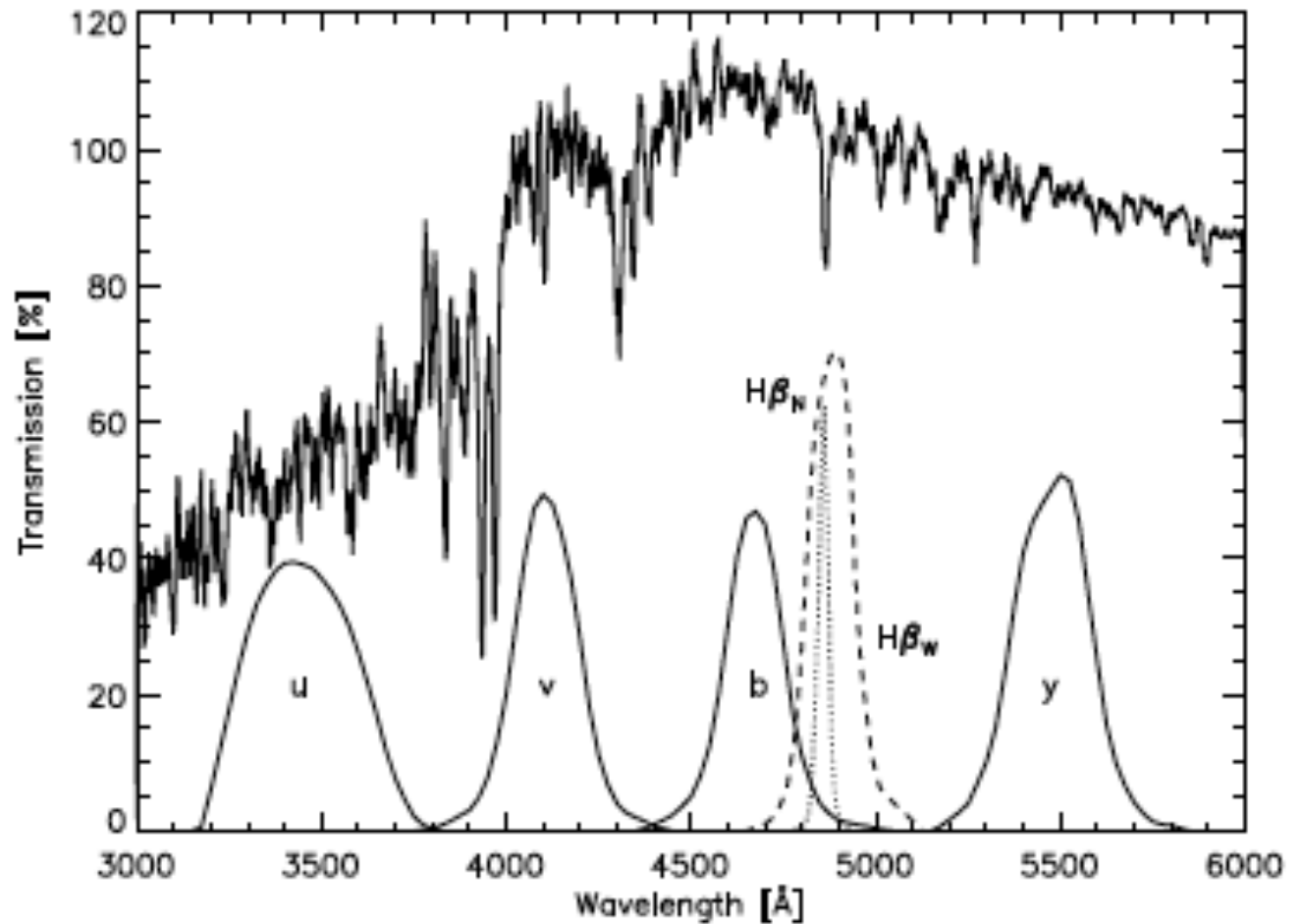
UG1/1mm+UK5/0.5mm+CuSO₄

B: BG12/1mm+BG18/1mm+GG385/2mm

V: BG18/1mm+GG495/2mm

Un sistema de filtres estrets: pensat per a estrelles OBAF

uvbyHbeta
Strömgren (1966)



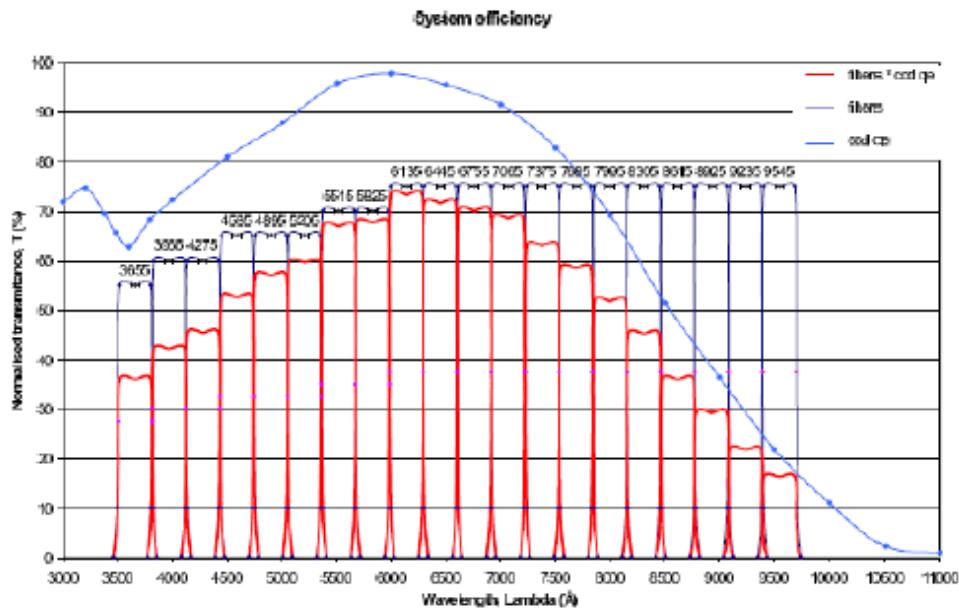
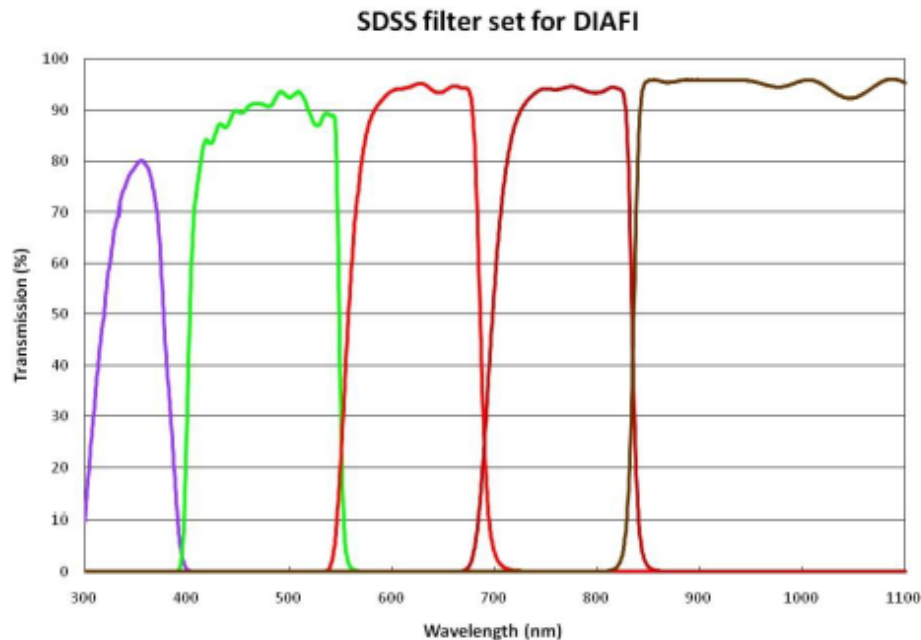


Figure 2: Calculated transmission curves of the ALHAMBRA-system taking into account the atmospheric transmission and the CCDs quantum efficiency, for the minimum filter transmission guaranteed by the manufacturer

Alhambra survey. Fotomètric
CAHA. 3.5 (Laica+Omega).
4 deg²
20 filtros+J,H,K

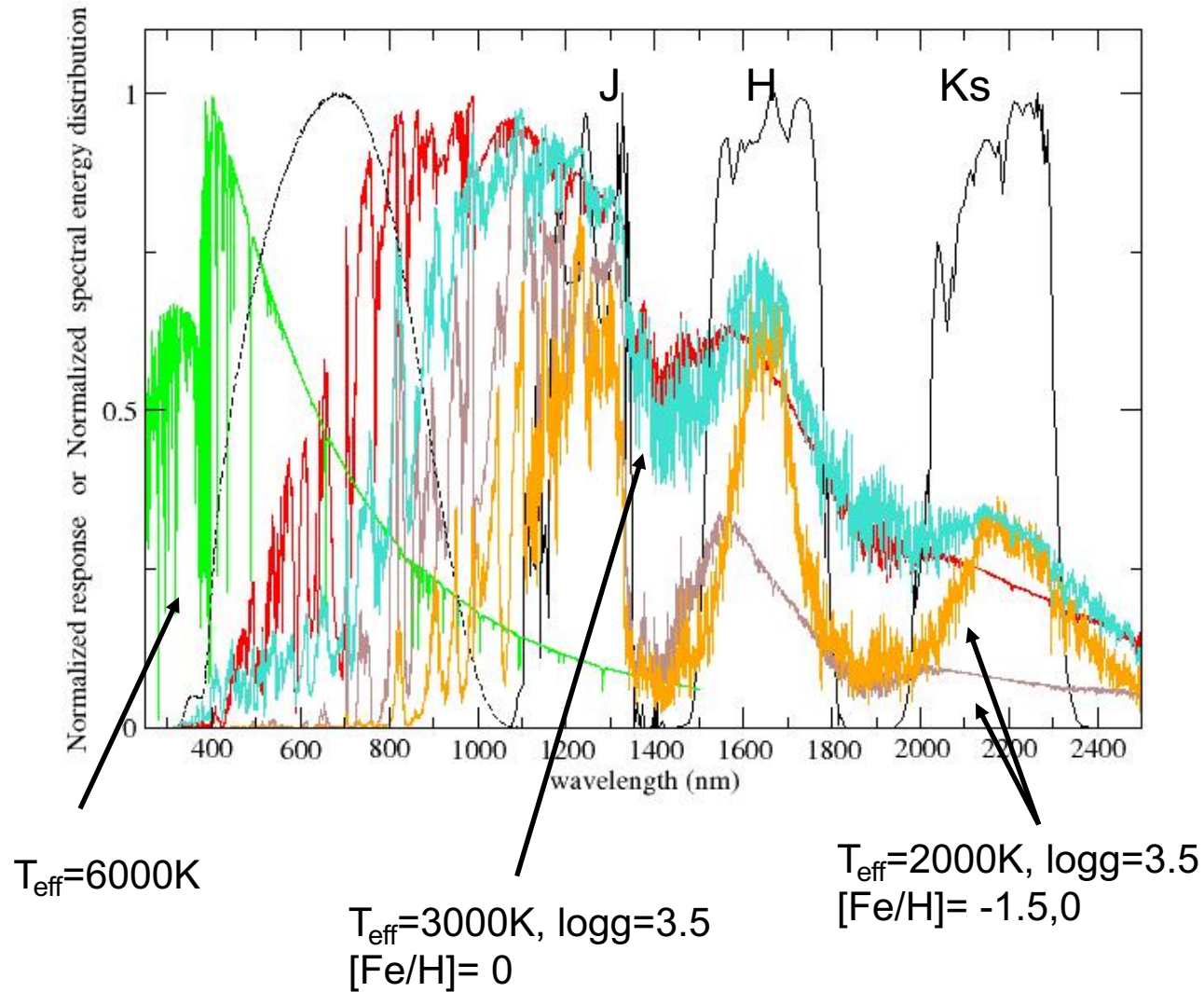


Sloan Digital Sky Survey.
SDSSI, II, III, IV (Boss, Apogee)

2.5m Apache Point (USA)
2.5 Las Campanas Xile. SDSSIV
Pan-STARRS
LSST

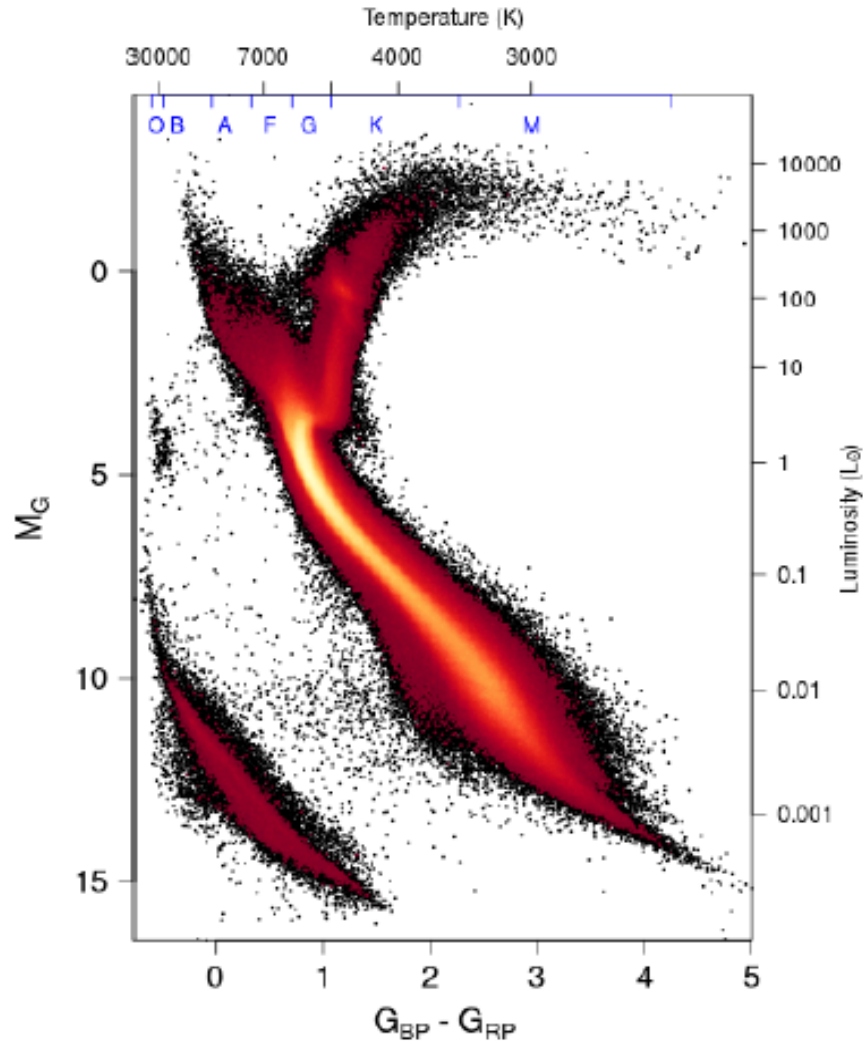
Sistema fotomètric a l'IR

2MASS



Diagrames HR

Estrelles amb distàncies conegudes



$$m - M = 5 \log r - 5 + A$$

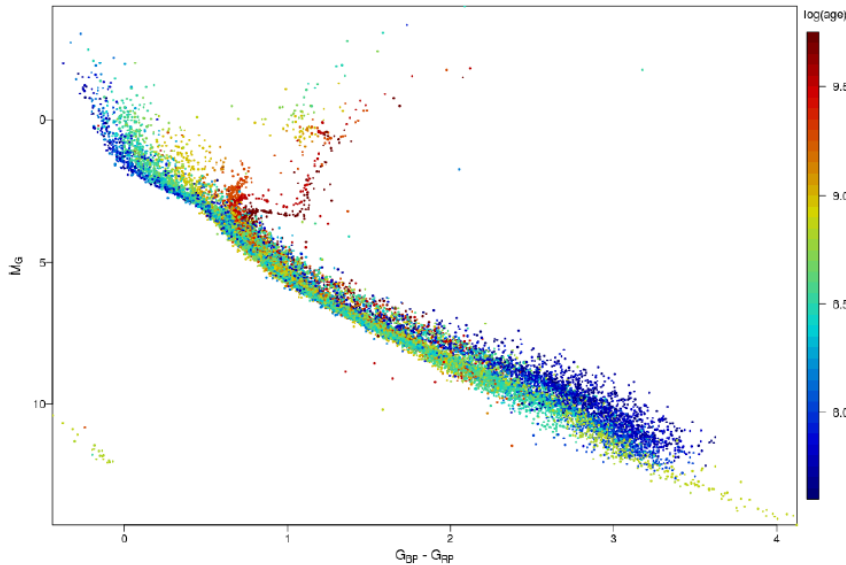
Coneguda la distància i l'absorció, podem calcular la magnitud absoluta sabent la magnitud aparent.

Podem situar les estrelles en un diagrama HR

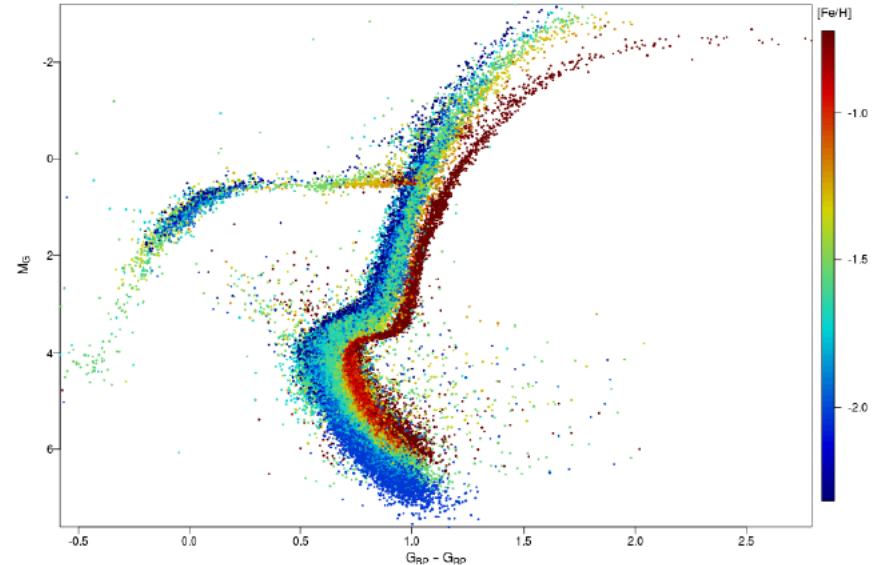
Diagrames color magnitud

Els cúmuls determinen isocrones empíriques

open clusters



globular clusters



Les estrelles evolucionen a diferent ritme segons la seva massa inicial. Un conjunt d'estrelles de la mateixa edat (nascudes juntes en un cúmul), es situaran en una seqüència segons el seu estat d'evolució.

Índexos de color Comparen la radiació en diferents zones de l'espectre i aporten informació física

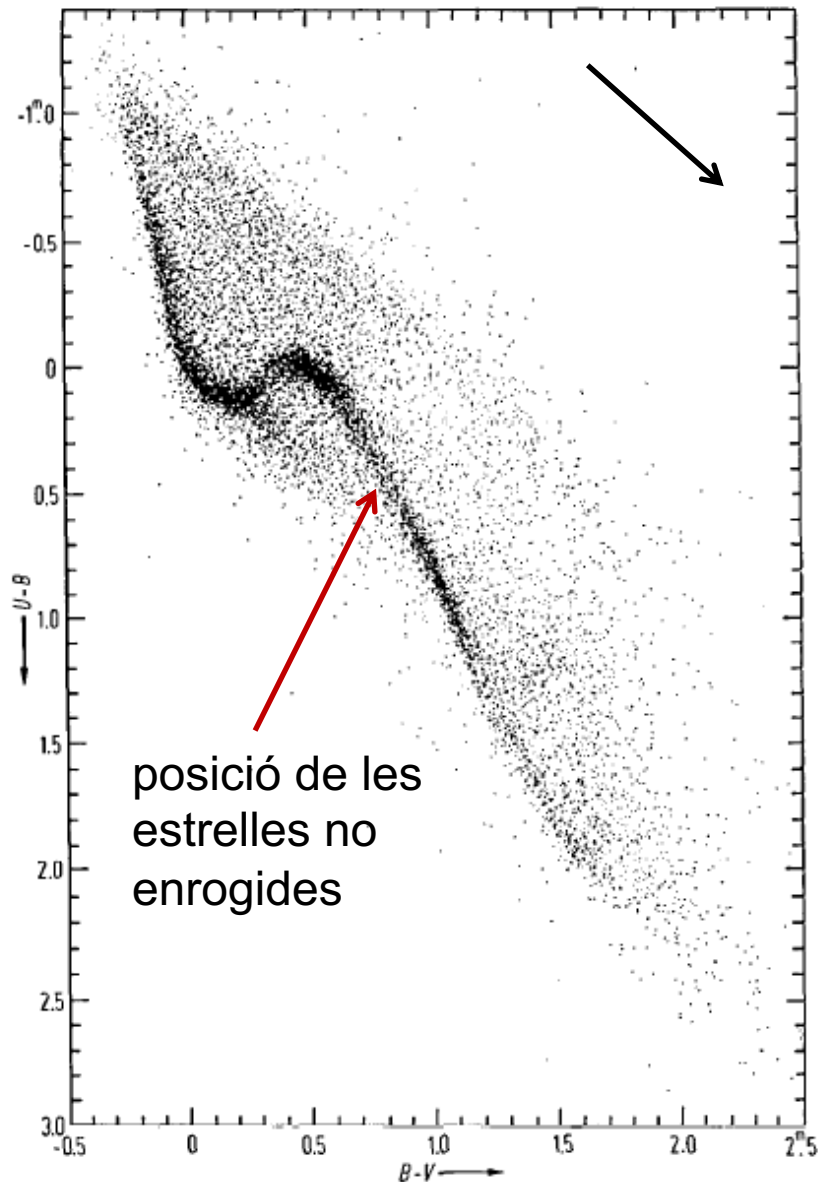


Fig. 1. *UBV* color-color diagram of 24000 stars [5].

Exemple: diagrama U-B vs B-V

La posició en el diagrama ens permet classificar l'estrella en tipus espectrals.

La radiació està afectada pel medi interestel·lar que l'enrogeix i fa que els colors aparents no siguin els intrínsecs.

El colors canvien d'acord amb una llei d'absorció pròpia de la composició i mida de les partícules de pols.

Vector d'enrogiment:
 $E(U-B)/E(B-V) = 0.72$

La distància de les estrelles en aquest diagrama respecte de la posició de les estrelles no enrogides, ens permet mesurar l'envermelliment.

Sistema Strömgren

$$\begin{aligned} u-b &= 2(b-y) + 2m_1 + c_1 \\ c_1 &= (u-v) - (v-b) = u - 2v + b \\ m_1 &= (v-b) - (b-y) = v - 2b + y \\ [c_1] &= c_1 - E_{c_1}/E(b-y)(b-y) \\ [m_1] &= m_1 - E_{m_1}/E(b-y)(b-y) \\ [u-b] &= [c_1] + 2[m_1] \end{aligned}$$

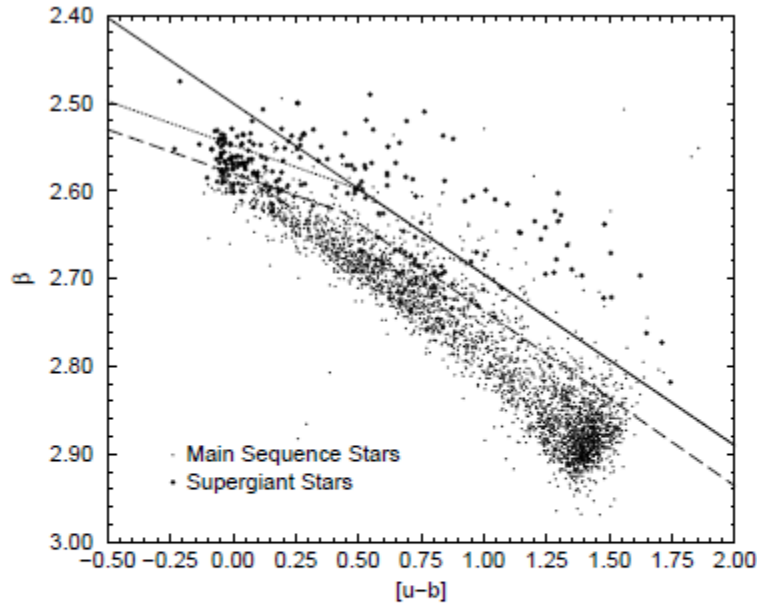


Fig. 1. $[u - b] - \beta$ diagram for stars with spectral types O-A3. The solid line represents the criterion given by Philip et al. (1976), while the long dashed line represents the criterion used by Jakobsen (1985) to isolate supergiant stars. The dotted line represents our proposed modification for stars with $[u - b] < 0.5^m$

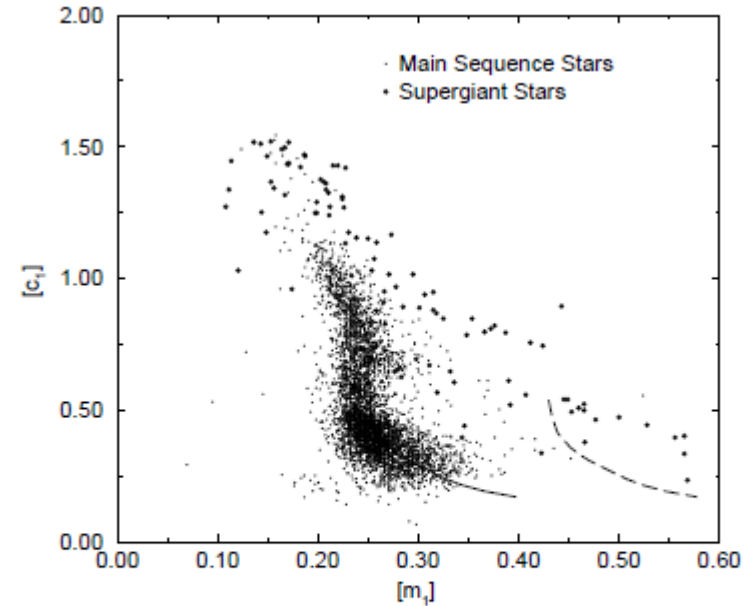


Fig. 3. $[m_1] - [c_1]$ diagram for A4-G2 stars. Solid line is the standard relation by Crawford (1975, 1979); dashed line corresponds to $\Delta[m_1] = 0.18$

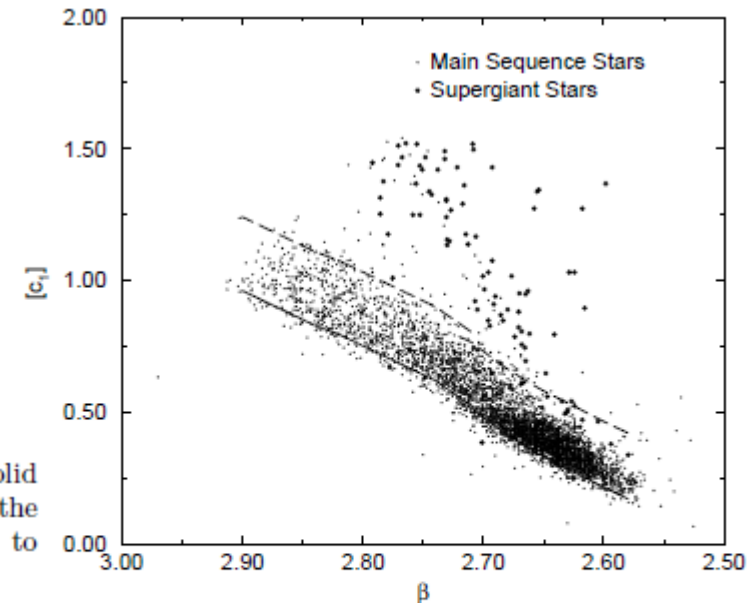


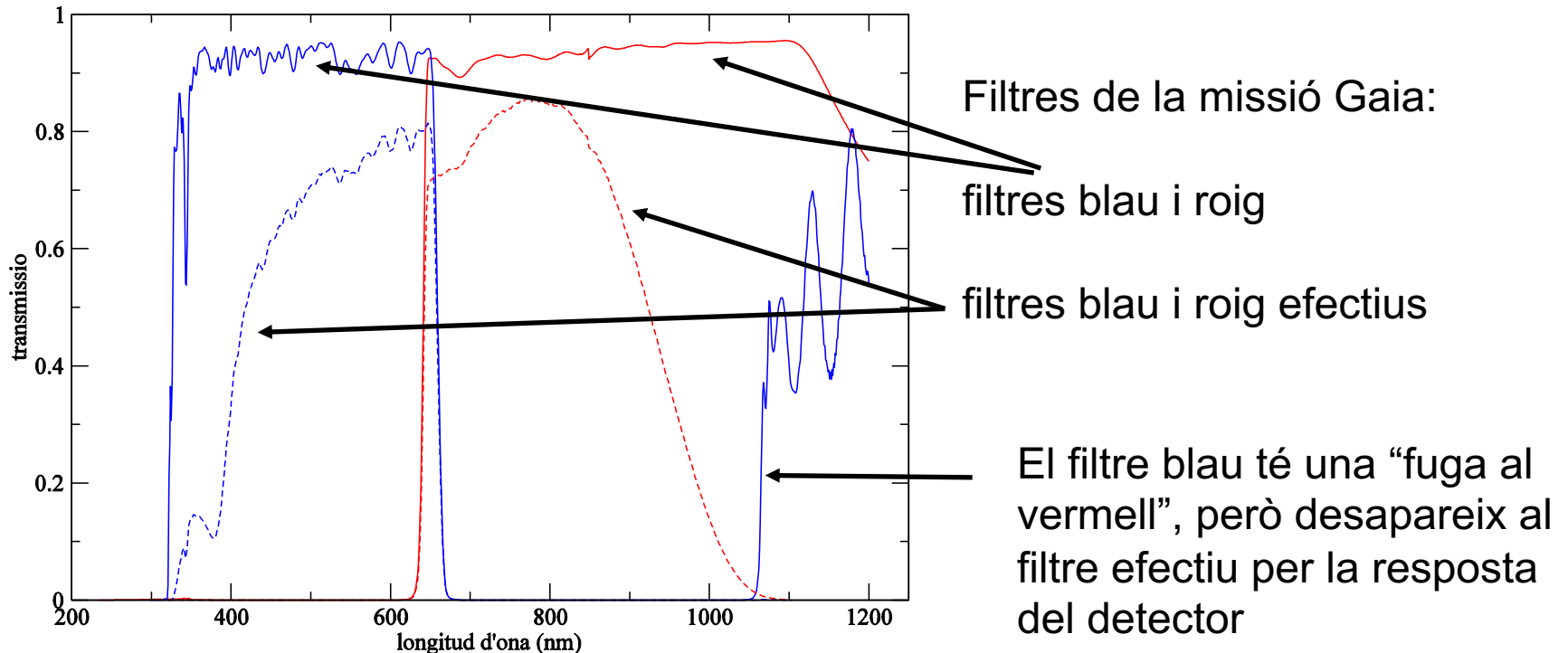
Fig. 2. $\beta - [c_1]$ diagram for the A4-G2 stars. The solid line represents Crawford's (1975, 1979) standard relation; the dashed line indicates the limit of supergiants according to Philip et al.'s (1976) and Olsen's (1988) criteria

Filtre efectiu

La radiació provinent de l'estrella passa per:

- l'òptica del telescopi (que té una transmissió depenent de λ),
- el filtre (que té una transmissió depenent de λ) i
- arriba al detector (que té una eficiència quàntica depenent de λ).

Tenim un conjunt de òptica + filtre + detector \rightarrow **filtre efectiu**



Estrelles estàndard

Conjunt d'estrelles a les quals s'assignen unes magnituds i que per tant, defineixen l'escala de magnituds

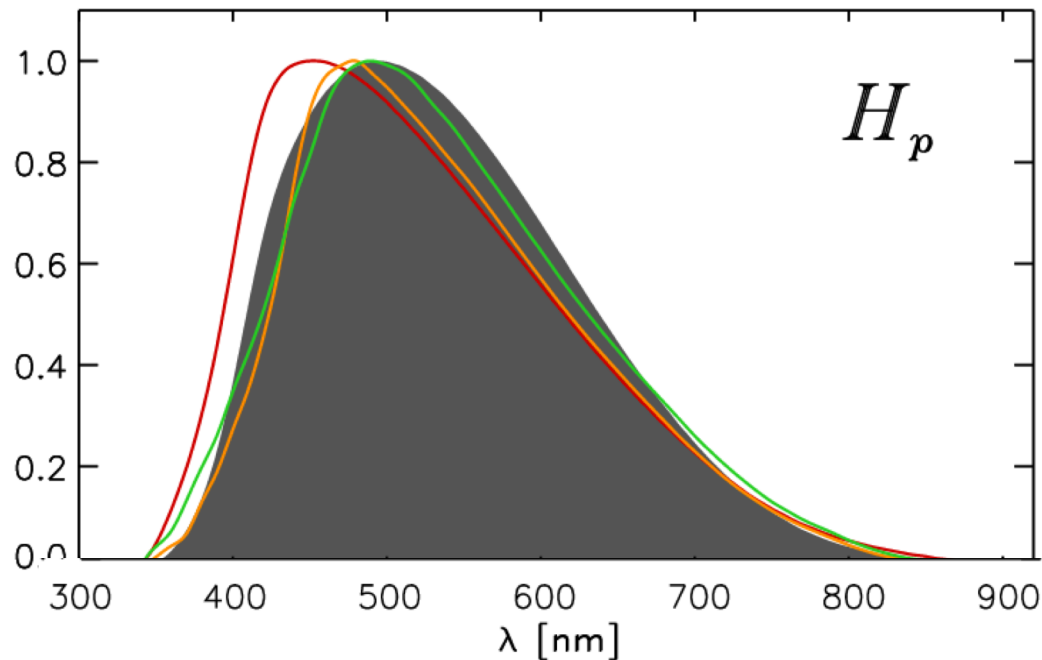
Senyal de sortida és proporcional al nombre de fotons incidents

Senyal de sortida es relaciona amb la magnitud

Sistema fotomètric : òptica + filtre + detector + conjunt estrelles “estàndard”

Estandarització d'observacions fotomètriques

El filtre efectiu amb el que fem les observacions no serà mai exactament igual que el filtre efectiu que es va fer servir per definir el sistema fotomètric. S'hi assembla, però no és mai exactament igual.



Quatre filtres efectius

La diferència de mesures
entre filtres depèn del color
de l'estrella

Estandarització d'observacions fotomètriques

Com es planeja una transformació de mesures instrumentals a estàndard?
L'objectiu és convertir les nostres mesures amb les que es farien amb el sistema fotomètric estàndard

$$V - v = a_0 + a_1 (B-V) + a_2 (B-V)^2$$

a_0 : un punt zero, només indica un canvi global de resposta (no depèn de λ)
 a_1, a_2 : modelen la dependència amb λ de la diferència de mesures

Ho plantejaríem igual per a cada filtre:

$$B - b = a'_0 + a'_1 (B-V) + a'_2 (B-V)^2$$

$$(B-V) - (b-v) = (a'_0 - a_0) + (a'_1 - a_1) (B-V) + (a'_2 - a_2) (B-V)^2$$

$$b-v = b_0 + b_1 (B-V) + b_2 (B-V)^2$$

Els coeficients a_i i b_i s'han de conèixer per poder fer l'estandarització

Fotometria absoluta

Durant la nit d'observació, es fan mesures d'una mateixa estrella a diferents masses d'aire, per a determinar **el coeficient d'absorció de l'atmosfera**, i corregir les nostres mesures.

Millor fer unes quantes estrelles i no només una.

S'ha de fer per a cada filtre que utilitzem.

Durant la nit d'observació, es fan mesures d'estrelles estàndard (amb magnitud coneguda en el sistema fotomètric d'estudi).

Han de tenir colors similars als de les estrelles que volem estudiar.

Permeten calcular els coeficients a_i i b_i de les equacions anteriors

Coneguts els coeficients es poden aplicar a les nostres magnituds instrumentals per a determinar les magnituds i colors en el sistema estàndard

$$\left. \begin{array}{l} b-v = b_0 + b_1 (B-V) + b_2 (B-V)^2 \\ V - v = a_0 + a_1 (B-V) + a_2 (B-V)^2 \end{array} \right\} \longrightarrow (B-V), V$$

Fotometria diferencial

Es prenen mesures simultànies de diverses estrelles, una d'elles la del nostre interès.

Si són mesures simultànies i a la mateixa massa d'aire, l'efecte de l'extinció atmosfèrica serà la mateixa per a totes les estrelles

Si agafem dues estrelles "i" i "j" del mateix color:

$$\left. \begin{array}{l} V_i - v_i = a_0 + a_1 (B-V) + a_2 (B-V)^2 \\ V_j - v_j = a_0 + a_1 (B-V) + a_2 (B-V)^2 \end{array} \right\} \longrightarrow V_i - V_j = v_i - v_j$$

En aquest cas, la diferència de magnituds instrumentals és igual que la diferència de magnituds estàndard. No cal determinar els coeficients instrumentals.

Es fa servir per a estrelles variables, trànsits planetaris, etc.

Fotografia (I)

Placa vidre

Film (plàstic o gelatina + compostos orgànics)

eficiència quàntica 2-4%

emulsions “normals” sensibles al blau (BrAg , NO_3Ag)

tamany del gra (5-25 μm) \rightarrow resolució espacial

Ús: astrometria

la no linealitat no és important

importa la distorsió (films)

fotometria ($\sim 5\%$)

espectroscòpia (prisma objectiu)

Fotografia (II)

Propietats:

2-dimensional

placa/film es pot conservar (anàlisi posterior)

capaç d'acumular energia (accés a objectes dèbils)

barat i fàcil d'utilitzar (no ordinadors, no electrònica)

velocitat baixa: ull ~ 0.1 s; fotografia 10, 100 s)

(ASA, DIN) [més velocitat \rightarrow gra més gran]

baixa sensibilitat (només un fotó de milers provoca senyal) \rightarrow
exposicions molt llargues

resposta no lineal (difícil de calibrar)

Fotoemissió: Fotomultiplicador

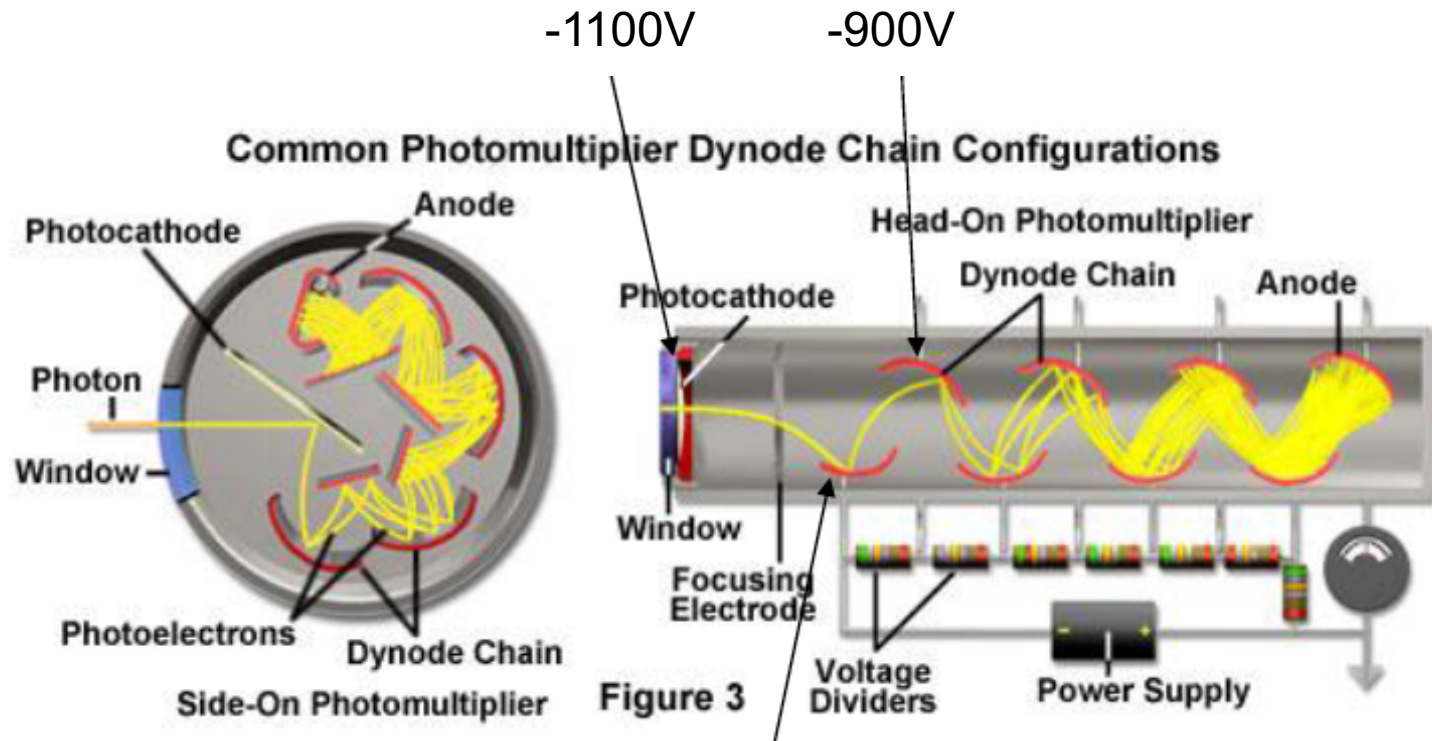
Dels anys 50

Sensibles a UV, òptic i IR proper

Baix soroll, alta freqüència en la resposta, força lineals

Unidimensionals (ús per a fotometria, no astrometria)

Eficiència quàntica ~20%



-1000V

Fotoconducció (I)

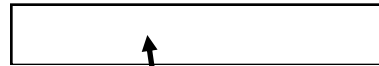
Semiconductors

banda de conducció



E_s : umbral fotoelèctric (Si: 1,14 eV; Ge 0,67 eV)

banda de valència
menor energia
(amb e-)

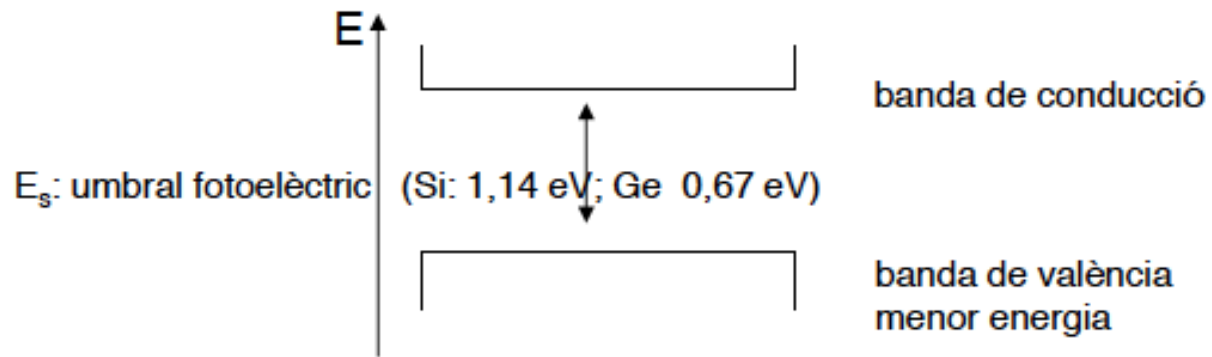


fotó incident amb energia $> E_s$
e- + forat

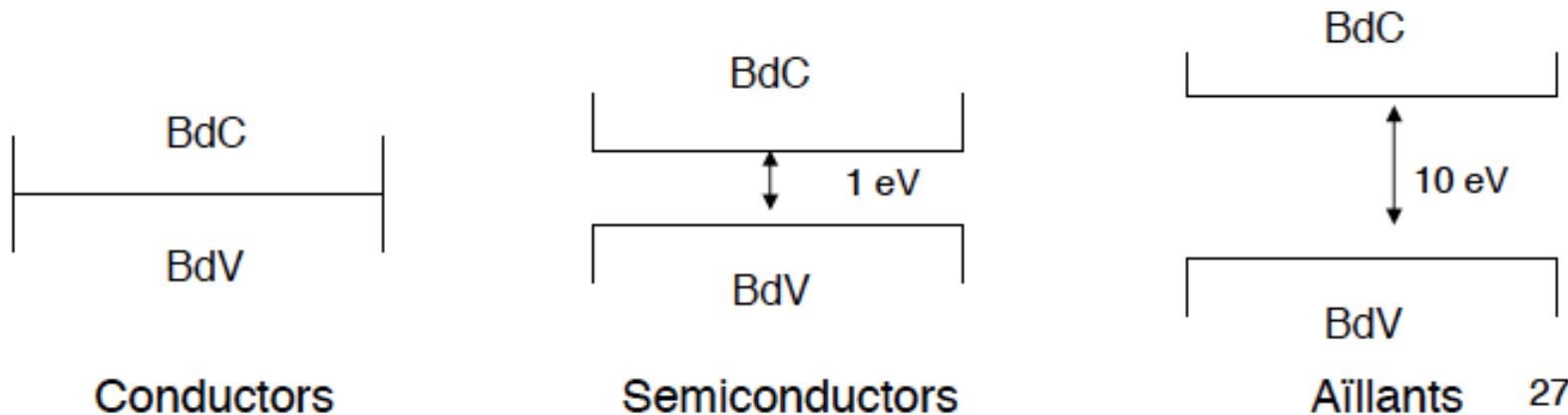
Fotoconducció (I)

Semiconductors

- Per els sòlids cristal·lins la distribució de nivells d'energia dels electrons, dóna lloc a dos bandes:



- Fotó incident amb energia $> E_g \Rightarrow e^- + \text{forat}$



Fotoconducció: CCD “charge-coupled-device”

semiconductors Si o Ge (dopat)

rang espectral típic 300-1100 nm

bi-dimensional

alta eficiència quàntica

baix soroll

alta linealitat

Ús:

astrometria

fotometria

espectroscòpia

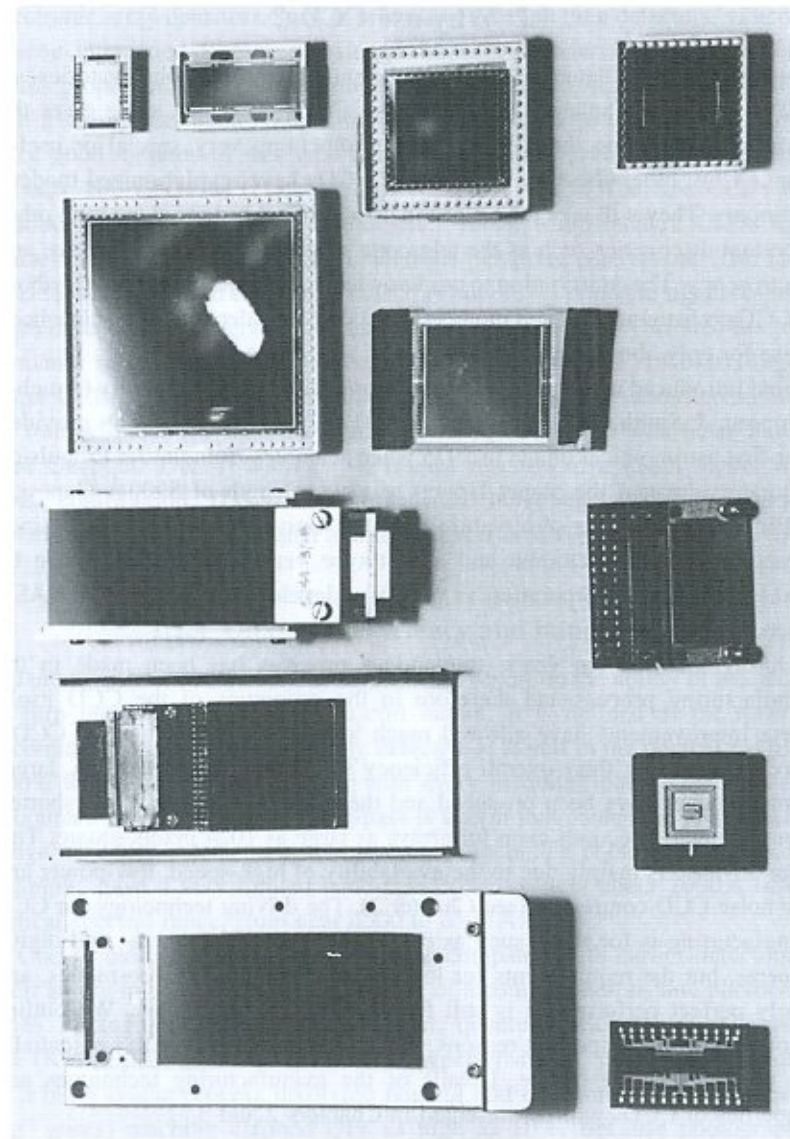
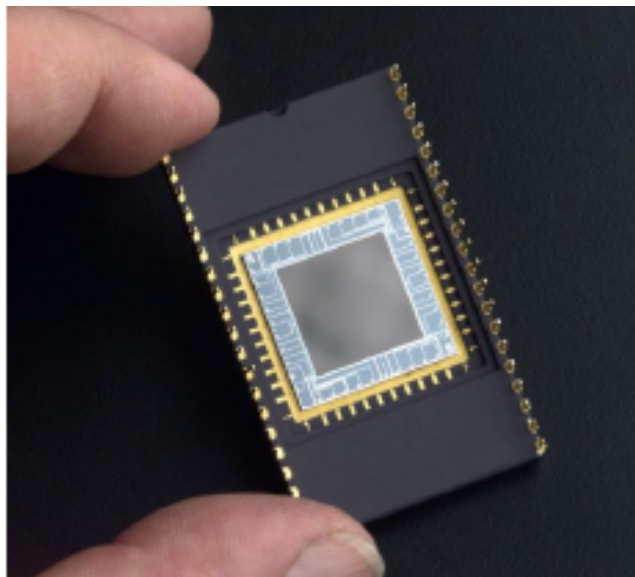
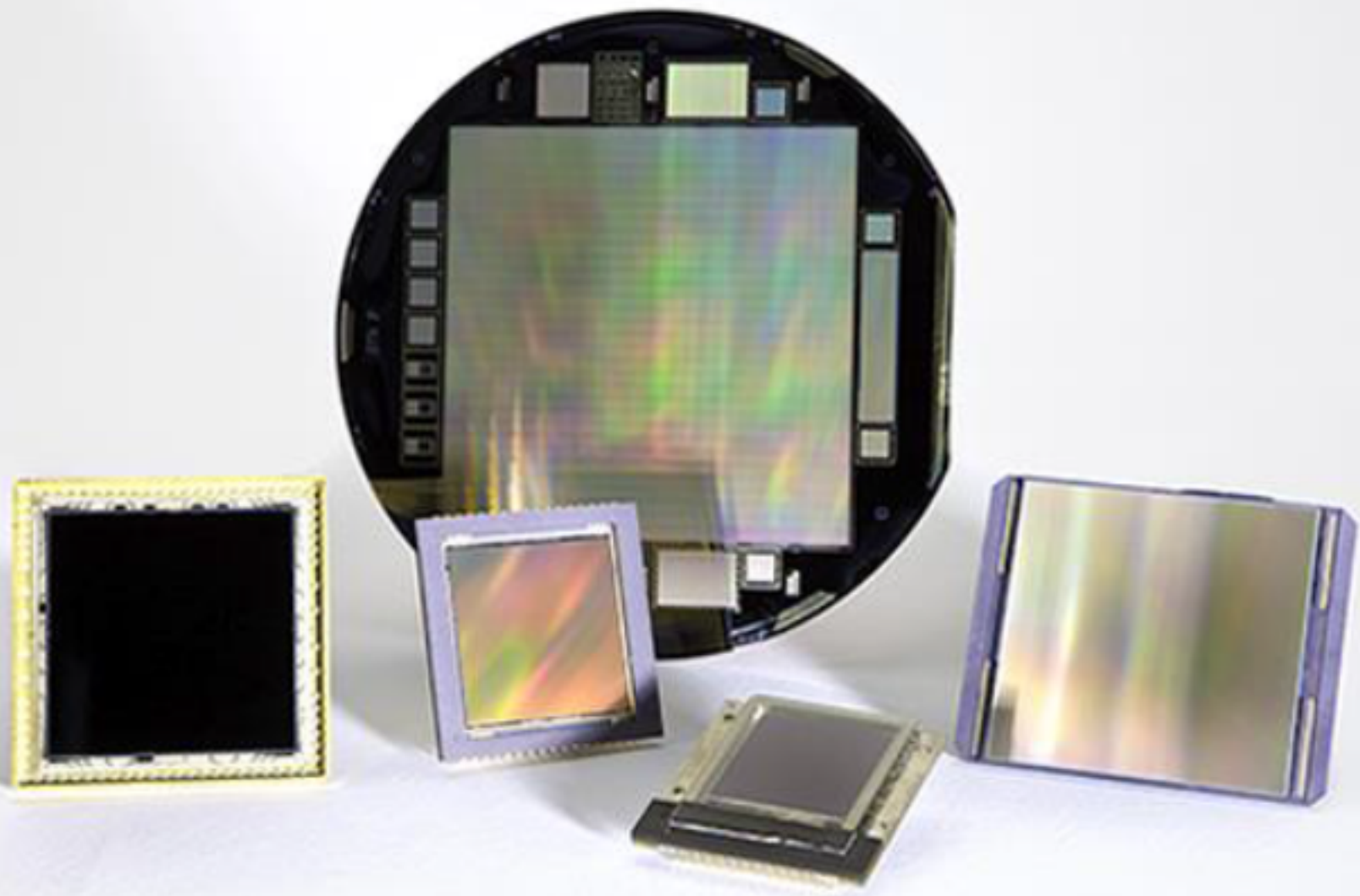


Fig. 1.1. A selection of CCDs of the type that are currently used in astronomical instruments at various telescopes throughout the world. Clockwise from bottom left they are: SITe-002 (2048×4096), Loral 2k3eb (2048×2048), E2V CCD42-80 (2048×4096), SITe-424 (2048×2048), GEC P8603 (385×578), E2V 15-11 (1024×256), TeK1024 (1024×1024), Loral 512FT (512×1024), E2V-05-30 (1242×1152), E2V CCD42-10 (2048×512), Loral-64 (64×64), and E2V CCD39-01 (80×80). E2V Technologies was formerly known as Marconi and prior to that as EEV.



Detector: Càmera Moravian G4-16000

- 4096 x 4096 pixels
- Mida de pixel: 9 microns.
- Resolució sense binning: 0.54 arcsec/pixel.
- Possibilitat binning 2x2
- Camp en ambdós casos és 36.7 minuts x 36.7 minuts d'arc.
- Camp molt estable i sense deformació a les vores.
- Sistema abg: no satura mai imatge per això el problema que s'ha de ser curosos a no superar 45 o 50 mil comptes en estrelles que vulguem usar d'aquell camp.
- Filtres: BVR, LRGB

Formació de la imatge a la CCD



Fig. 2.1. CCDs can be likened to an array of buckets that are placed in a field and collect water during a rainstorm. After the storm, each bucket is moved along conveyor belts until it reaches a metering station. The water collected in each field bucket is then emptied into the metering bucket within which it can be measured. From Janesick & Blouke (1987).

Formació de la imatge a la CCD

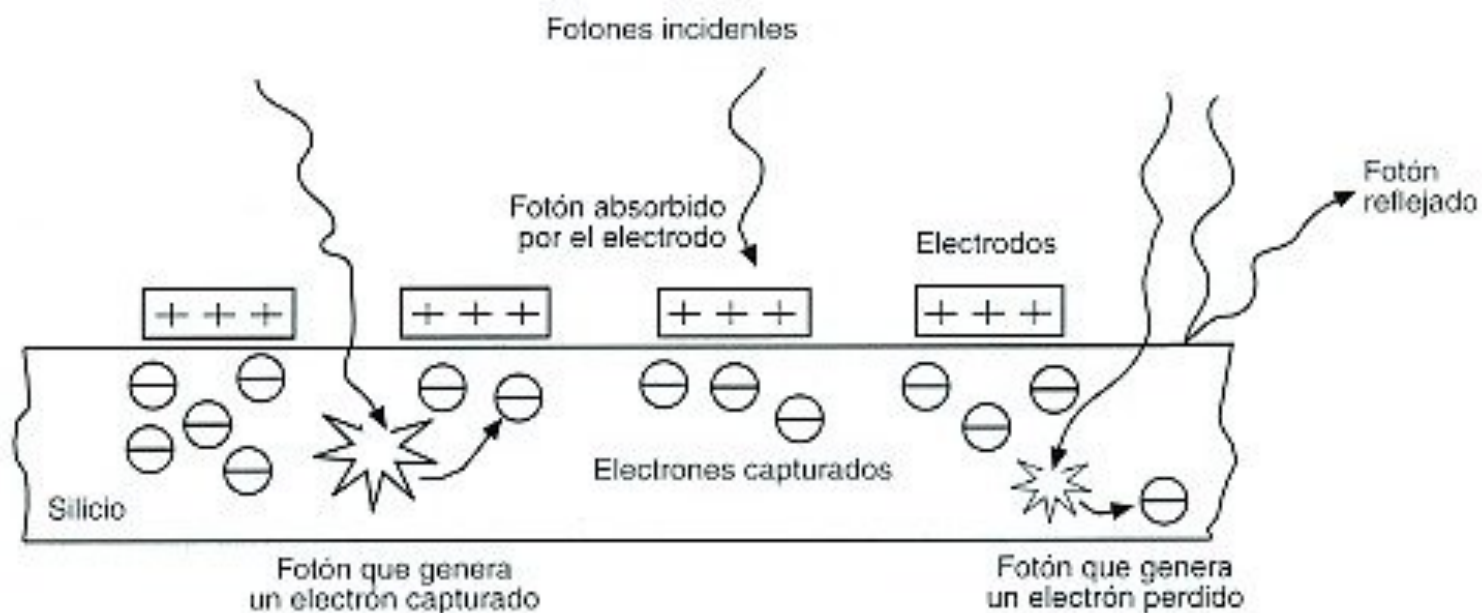
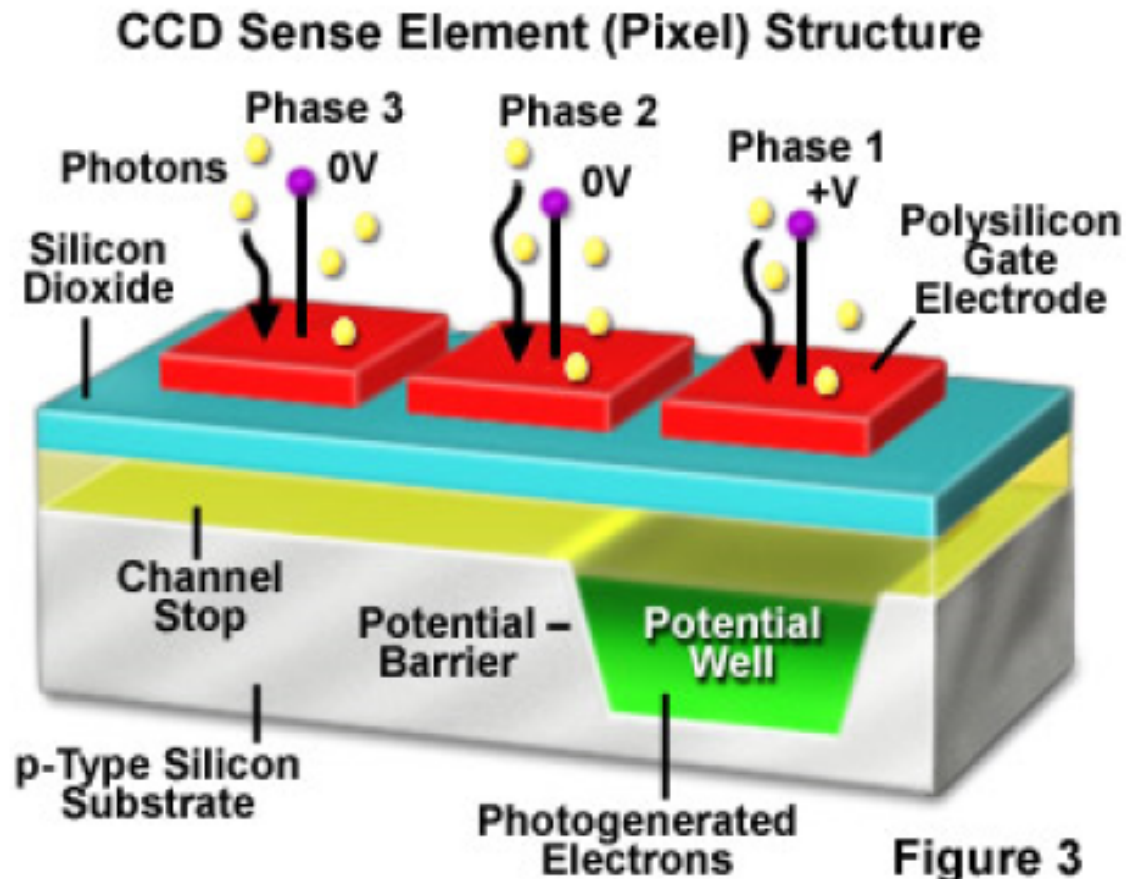


Figura 2.2. Captación y acumulación de luz en un detector CCD.

Formació de la imatge a la CCD



Formació de la imatge a la CCD

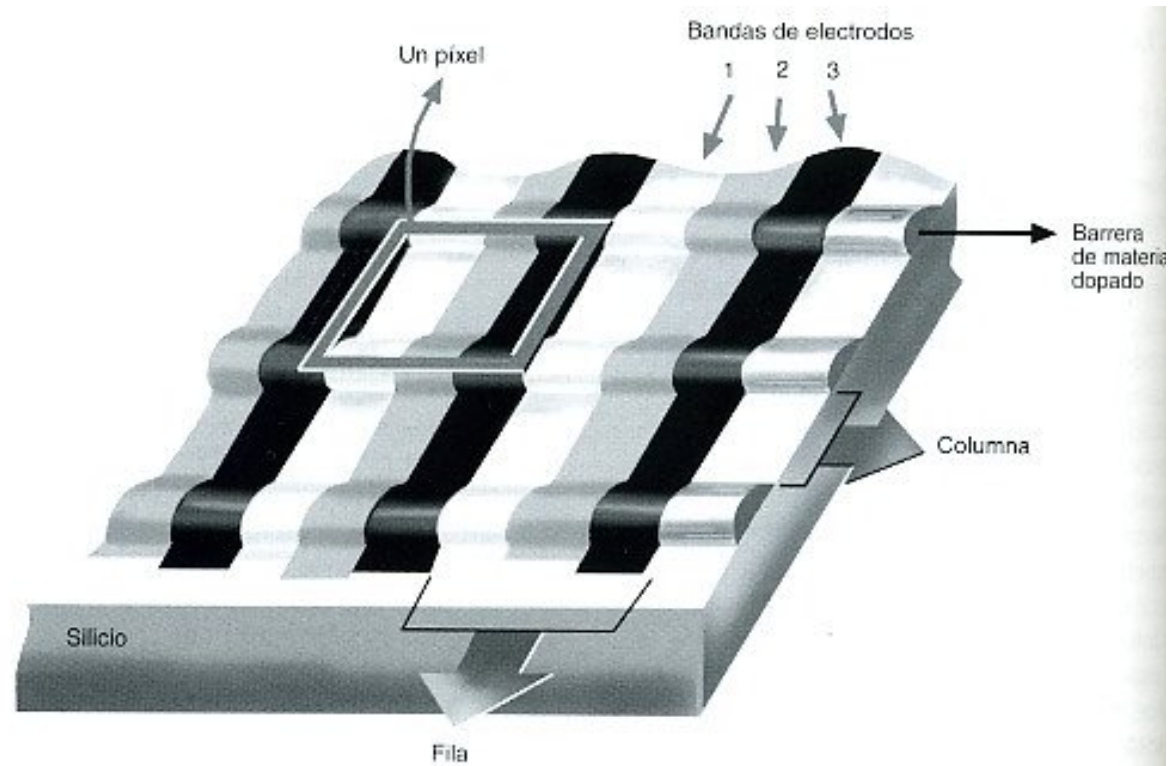


Figura 2.1. Estructura superficial de un dispositivo de carga acoplada: tríos de electrodos y barreras de material dopado.

Lectura d'una CCD

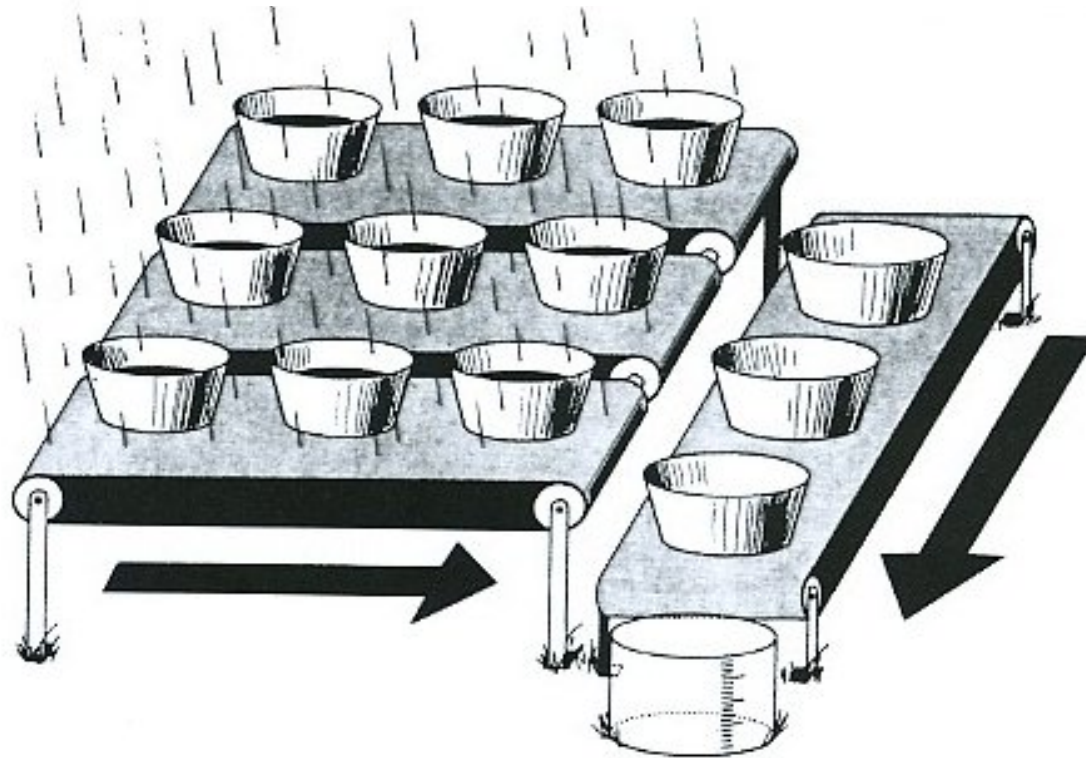


Fig. 2.1. CCDs can be likened to an array of buckets that are placed in a field and collect water during a rainstorm. After the storm, each bucket is moved along conveyor belts until it reaches a metering station. The water collected in each field bucket is then emptied into the metering bucket within which it can be measured. From Janesick & Blouke (1987).

Lectura d'una CCD

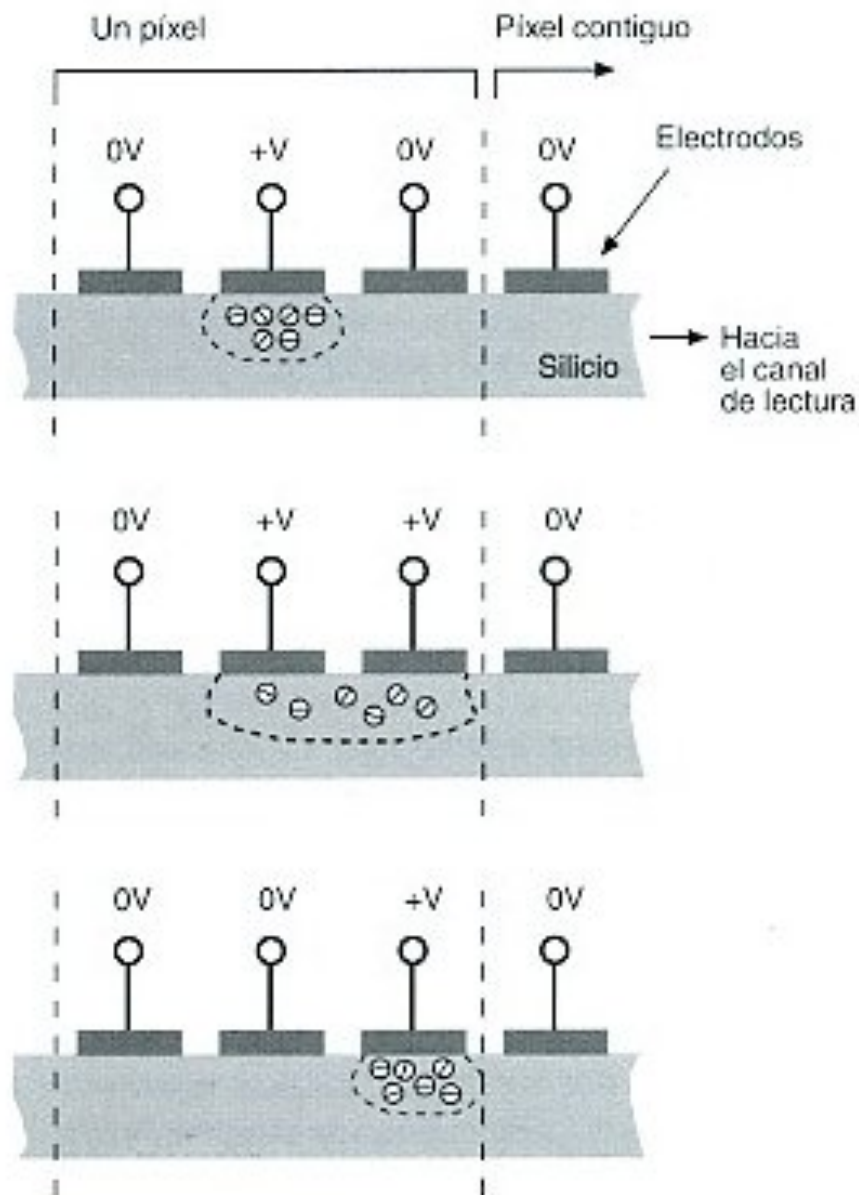


Figura 2.3. Las tres fases del proceso de transferencia de carga en la lectura de la imagen latente.

Lectura d'una CCD

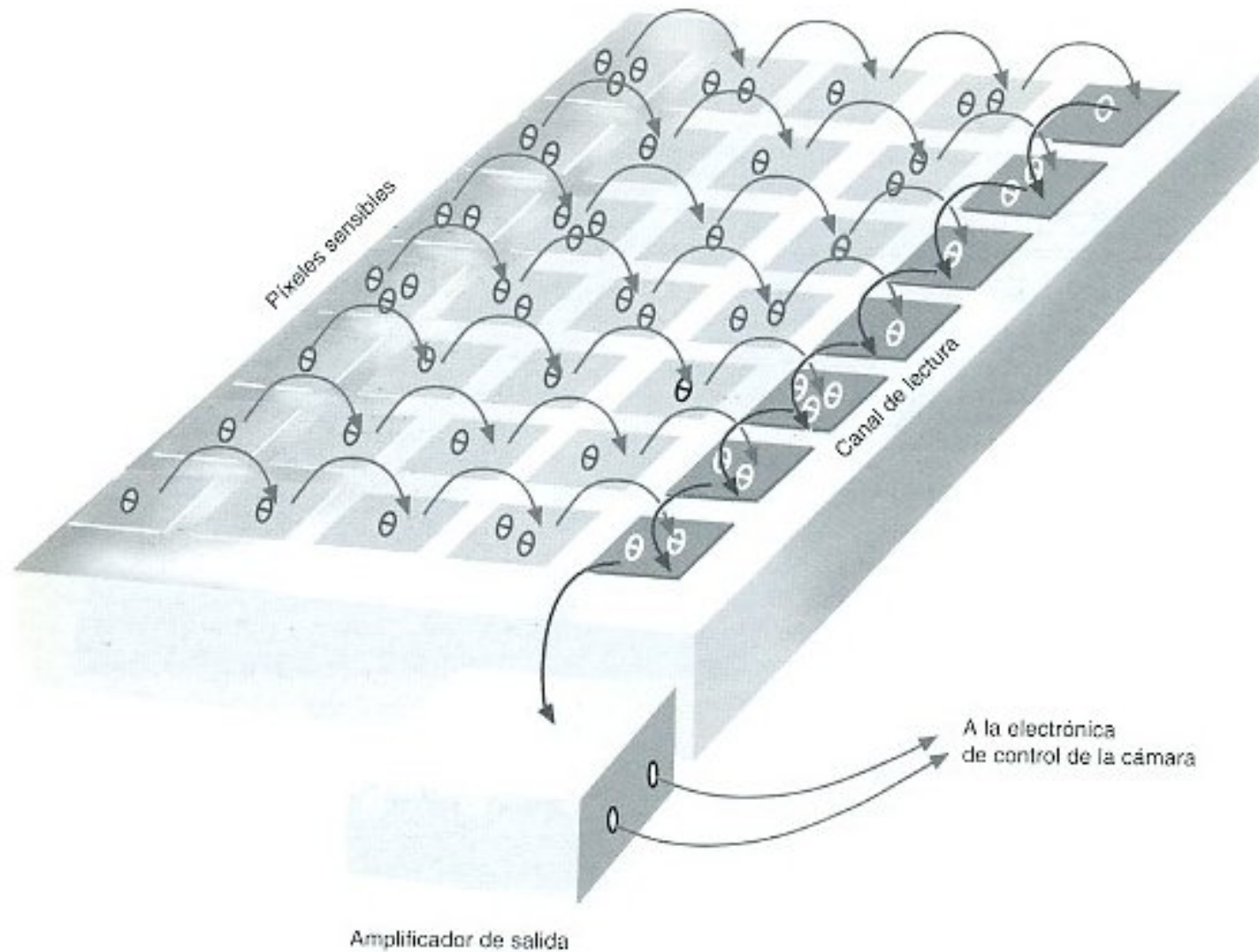
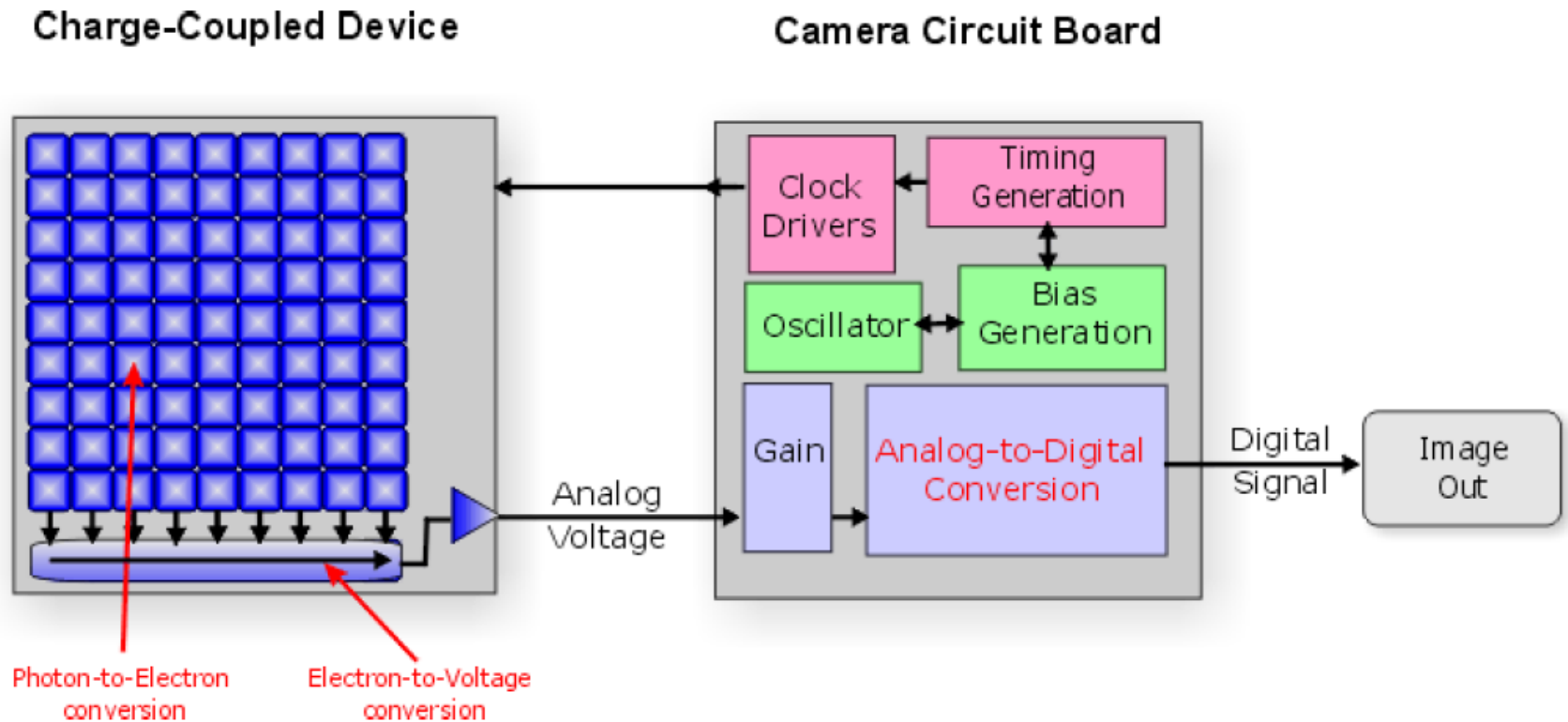


Figura 2.4. Procedimiento de lectura de la imagen latente.

Lectura d'una CCD



Modes d'operació: Binning

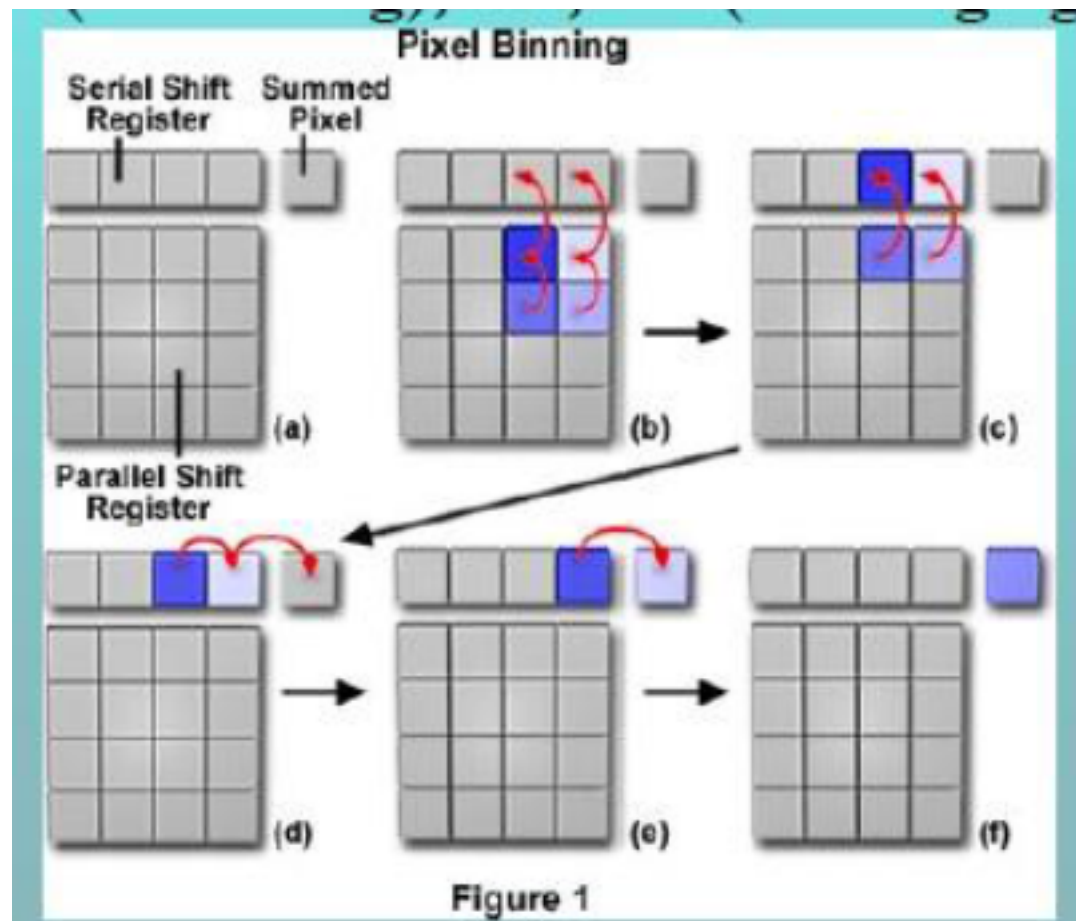
Es un método efectivo para reducir el RON

Combinar señales de pixeles adyacentes antes de llegar al read-out

Reduce la resolución angular

Reduce el tiempo de read-out

Binning 2x2

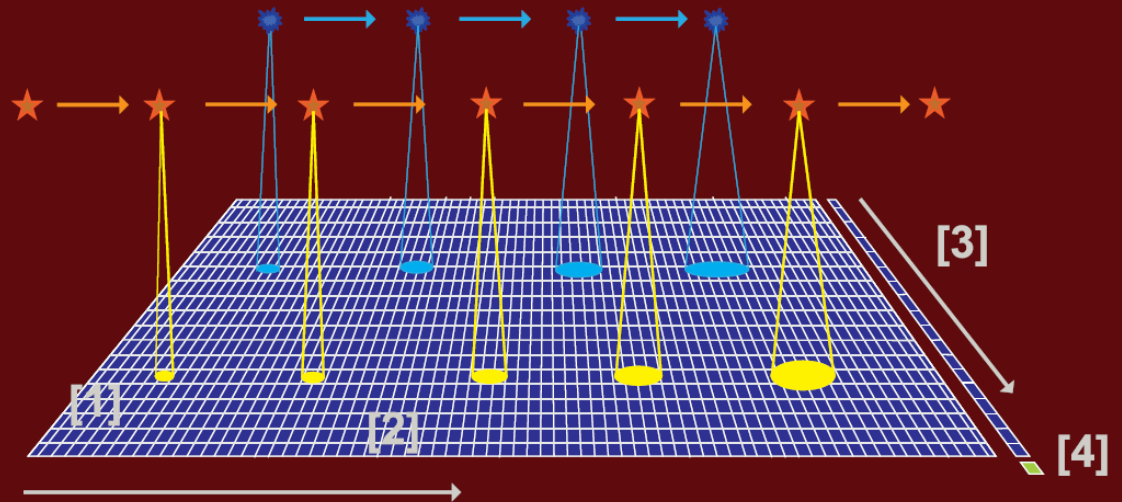


Modes d'operació: TDI

Time delay integration

[1] Als píxels s'hi acumulen electrons, més com més llum arriba. Són, doncs, comptadors de llum.

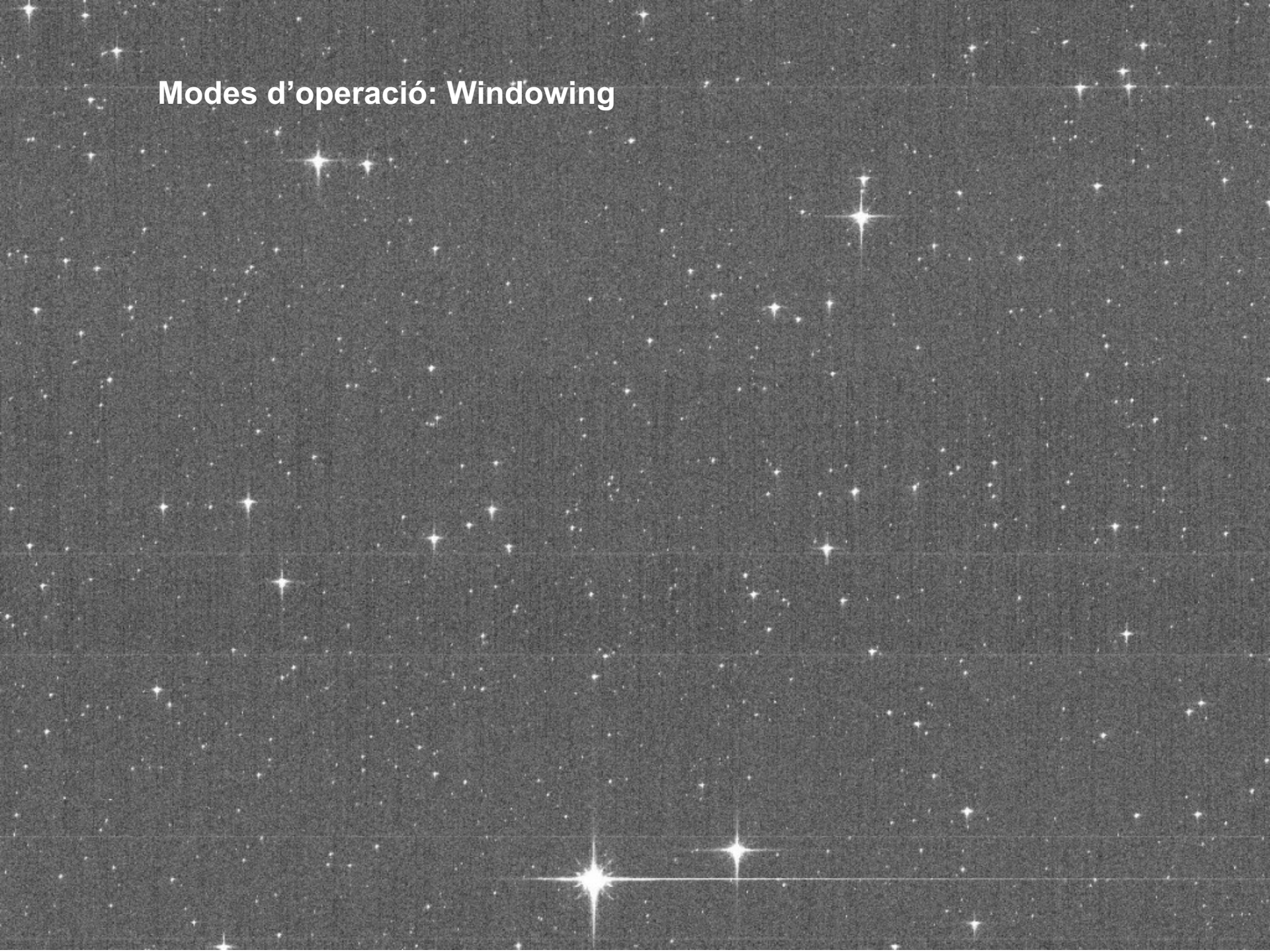
[2] La imatge es desplaça als píxels contigus al mateix ritme que l'estrella es mou sobre el xip. El temps d'exposició augmenta i la imatge es va fent més intensa.



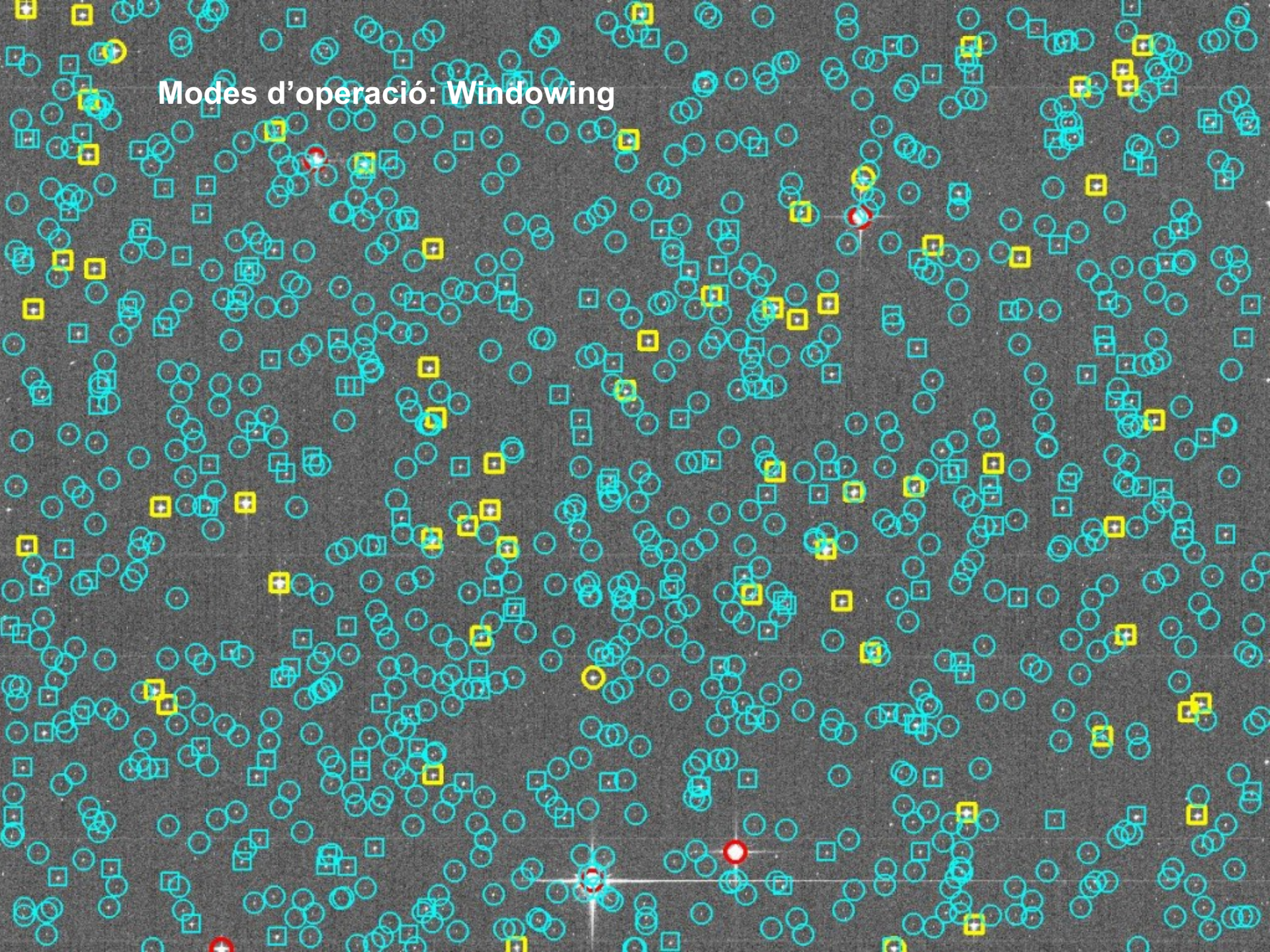
[3] En aquests píxels no exposats a la llum, la imatge es desplaça perpendicularment cap al píxel lector.

[4] Píxel lector : El nombre d'electrons acumulats es converteix en un número digital que s'emmagatzema en memòria per a enviar-lo a la Terra posteriorment.

Modes d'operació: Windowing



Modes d'operació: Windowing



Saturació i antiblooming

Full-well-capacity

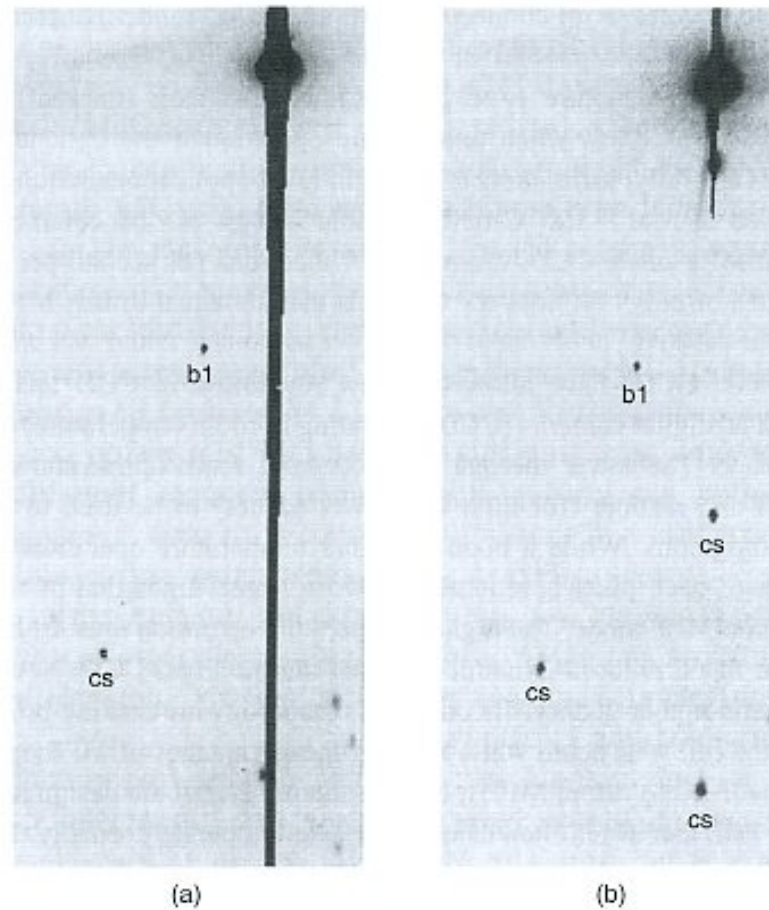
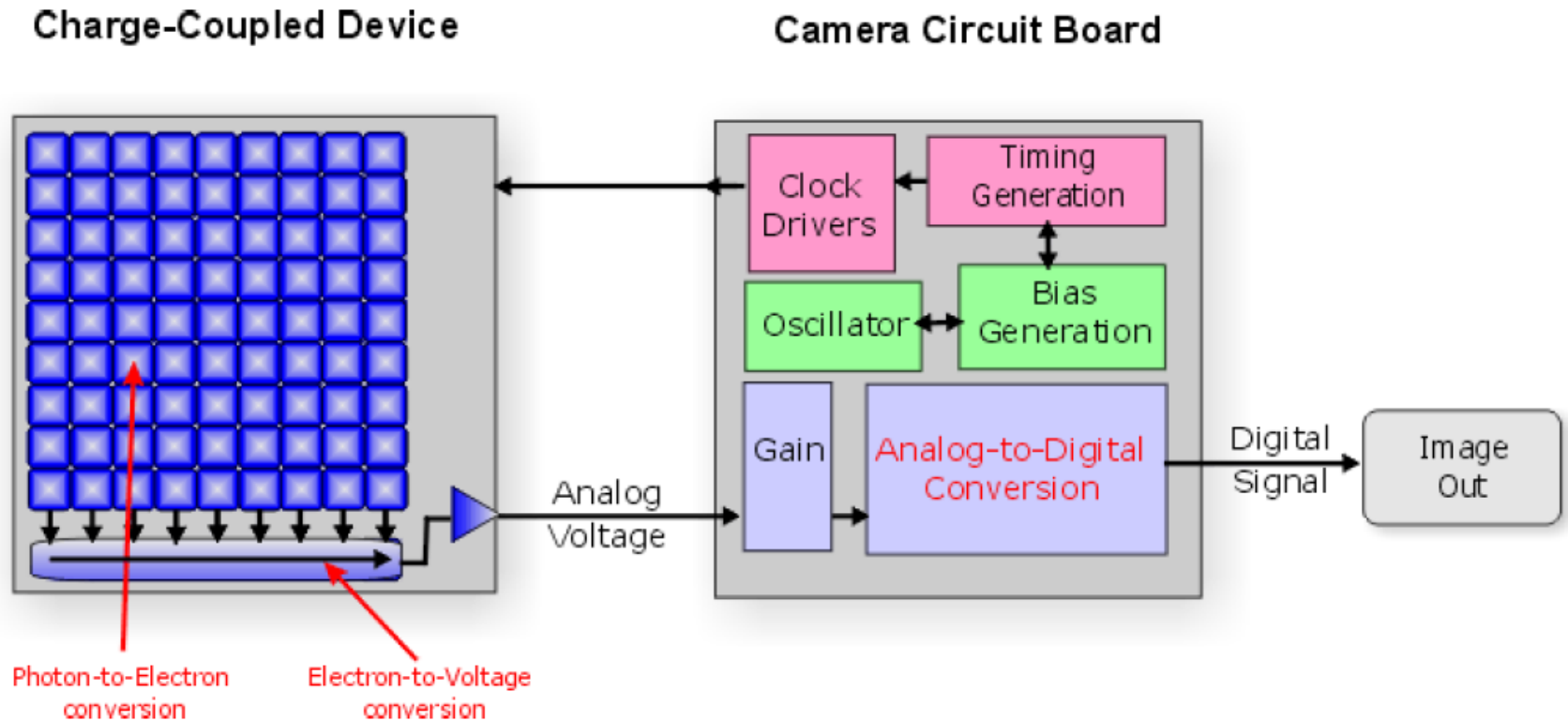


Fig. 2.6. Two equal-length CCD exposures of a bright star (SAO 110456). The normal CCD exposure (a) shows typical bleeding caused by saturation within the CCD. The CCD exposure on the right (b) was made with an antiblooming CCD and clearly shows the much reduced bleeding from the bright star. From Neely & Janesick (1993).

Conversió analògic a digital: Guany



$$\text{Guany} = e^- / \text{ADU} \quad (8 \text{ o } 16 \text{ bits} \rightarrow 2^8 \text{ o } 2^{16})$$

Eficiència quàntica

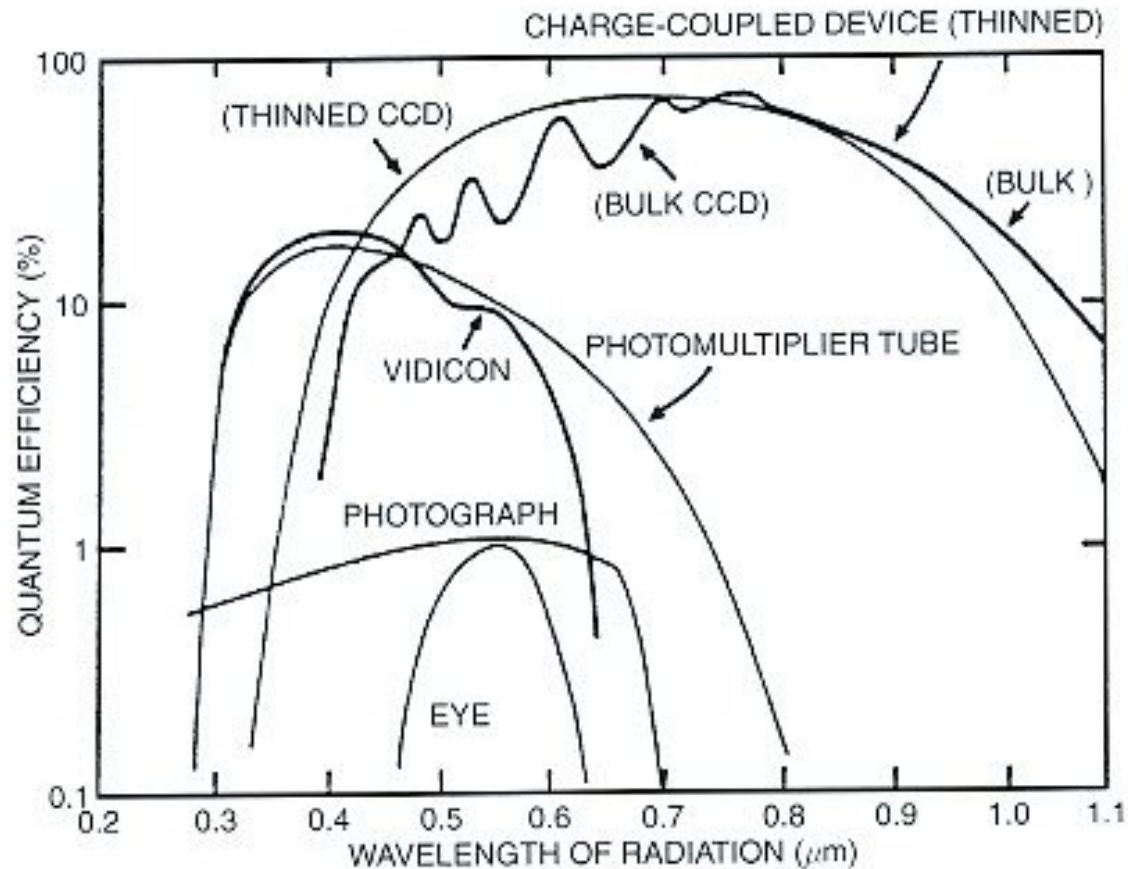


Fig. 3.2. QE curves for various devices, indicating why CCDs are a quantum leap above all previous imaging devices. The failure of CCDs at optical wavelengths shorter than about 3500 \AA has been essentially eliminated via thinning or coating of the devices (see Figure 3.3).

Eficiència quàntica

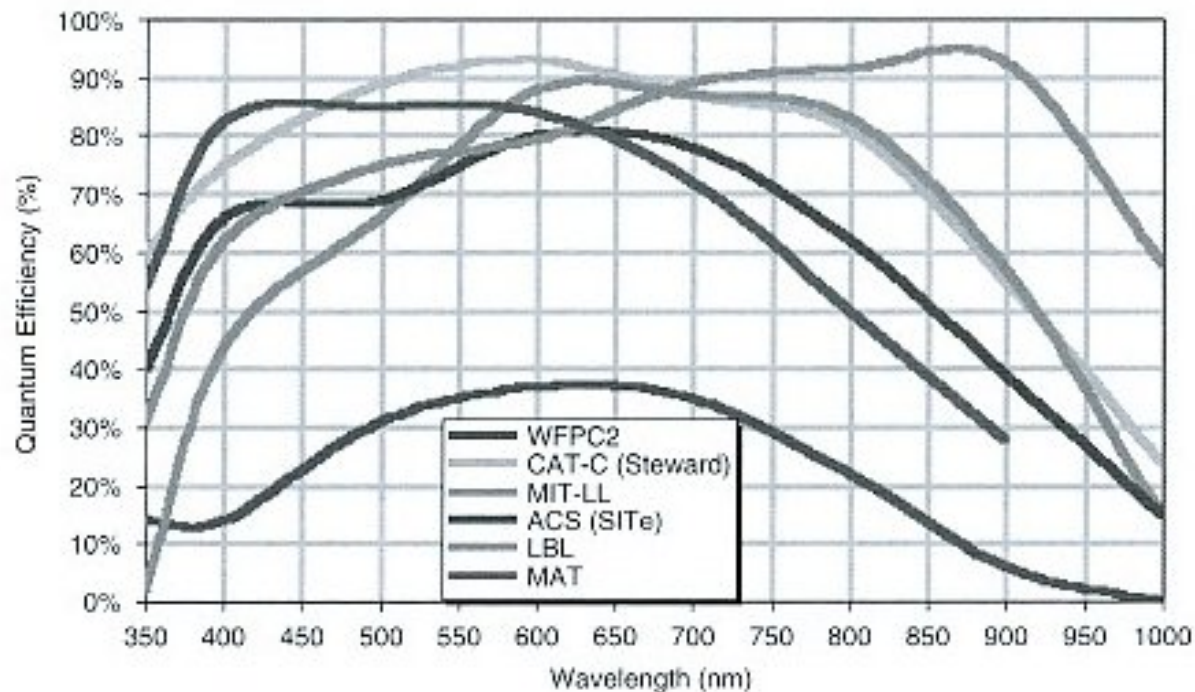
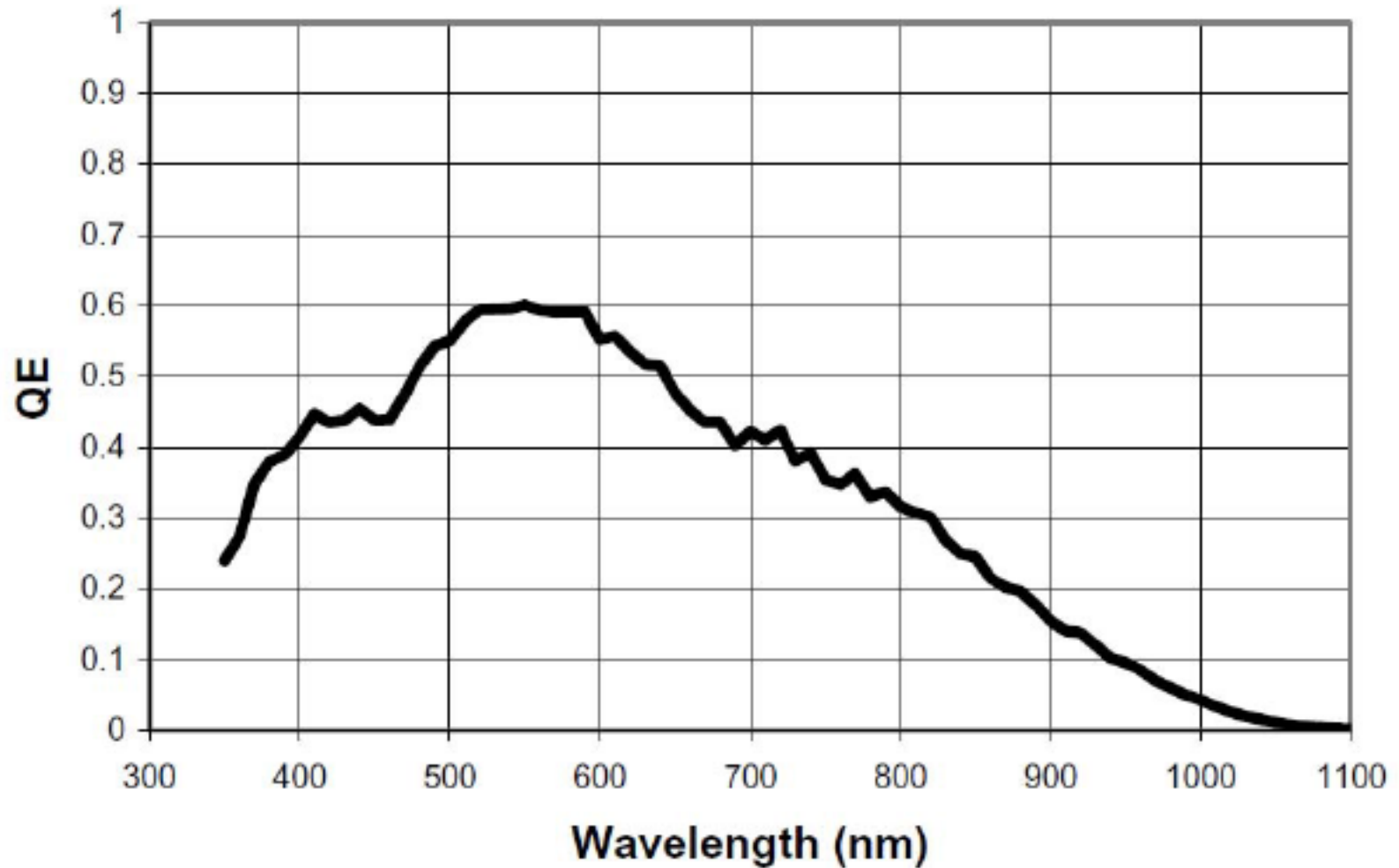


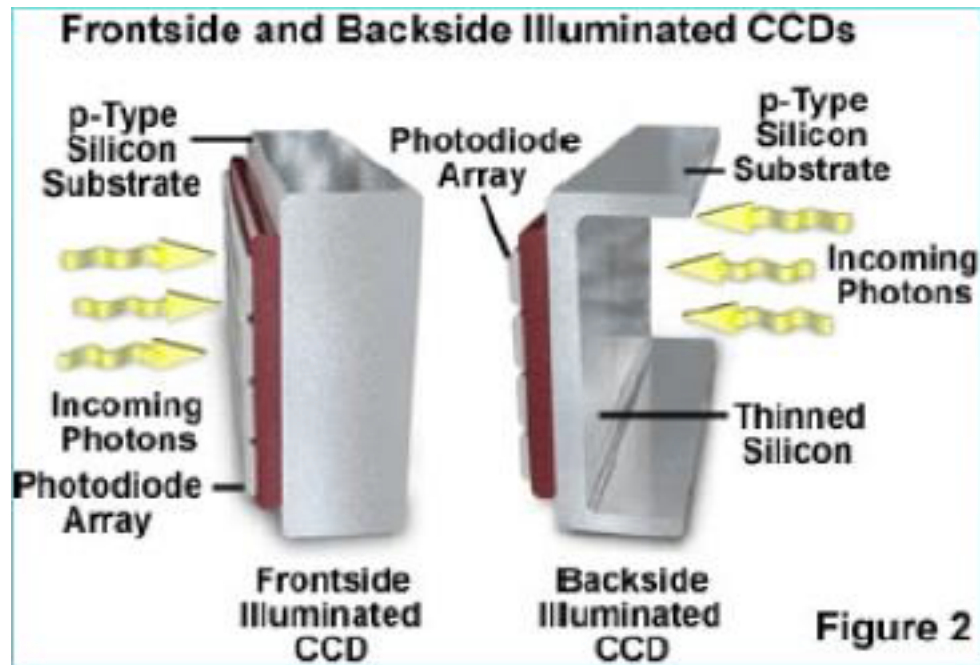
Fig. 3.3. QE curves for a variety of CCDs. WFPC2 is the second generation wide-field/planetary camera aboard HST, CAT-C is a new generation SiTe CCD used in a mosaic imager at the University of Arizona's 90" telescope on Kitt Peak, MIT-LL is a CCD produced at the MIT Lincoln Laboratories and optimized for red observations, ACS is the Hubble Space Telescope Advanced Camera for Surveys SiTe CCD, LBL is a Lawrence Berkeley Lab high resistivity, "deep depletion" CCD with high red QE, and MAT is a front-side, processed CCD showing high blue QE.

Eficiència quàntica: Montsec

**KAF-16803 Spectral Response
(No Cover Glass)**



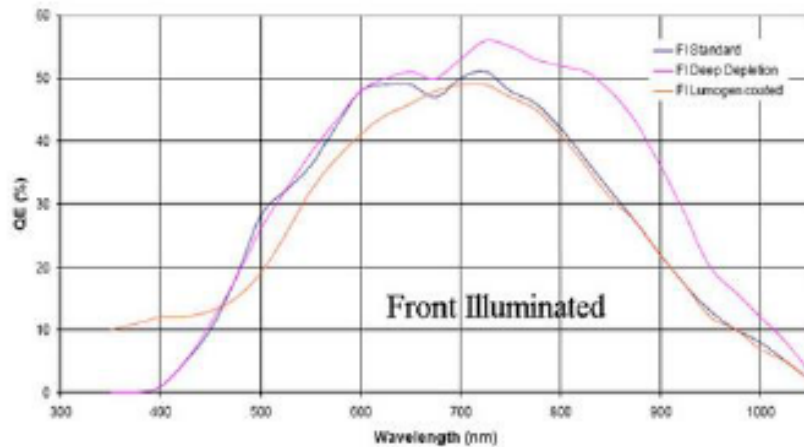
Circuitria
bloqueja fotons
→ pèrdua
d'eficiència



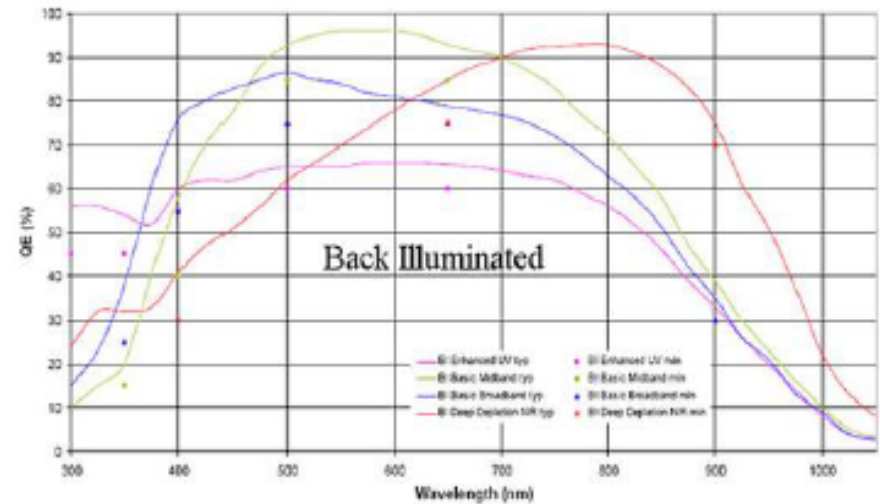
Substrat més
prim

No bloqueja
fotons → més
eficient

Cross-talk alt
Soroll alt



© euv technologies pl



© euv technologies pl

Mosaics de CCD

CFHT (3.6 m) MegaCam

- Prime Focus
- WideField Corrector
- 40 CCD
- 2048 x 4612 pix
- 13.5 μm
- pixscale: 0".185/pix
- Image size: 340 Mpix

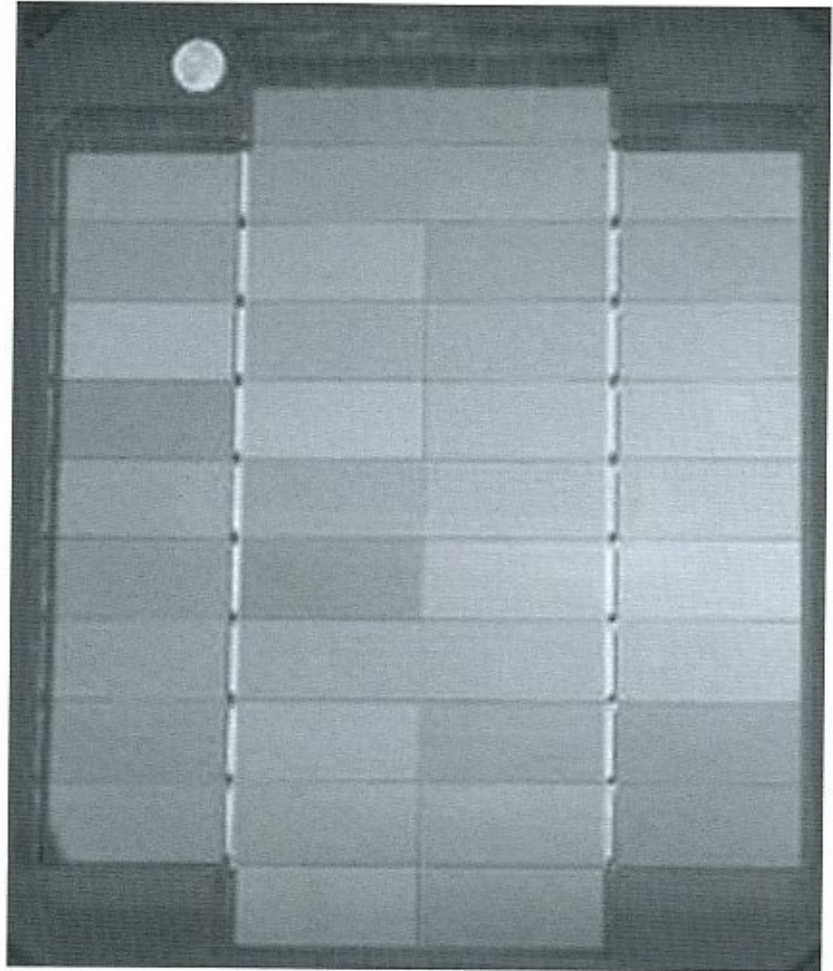


Fig. 4.8. Photograph of the CCDs used in the CFHT MegaCam. Forty large format E2V CCDs are used in this camera, which can image a field of view of nearly 1×1 degree on the sky.

Mosaics de CCD

Sloan Digital Sky Survey

- 2.5 m telescope (New Mexico)
- 1.5 deg² CCD camera
- 120 megapixel
-
- 950000 galàxies
- estrelles
- 120000 QSO
- espectres a 640 obj/field

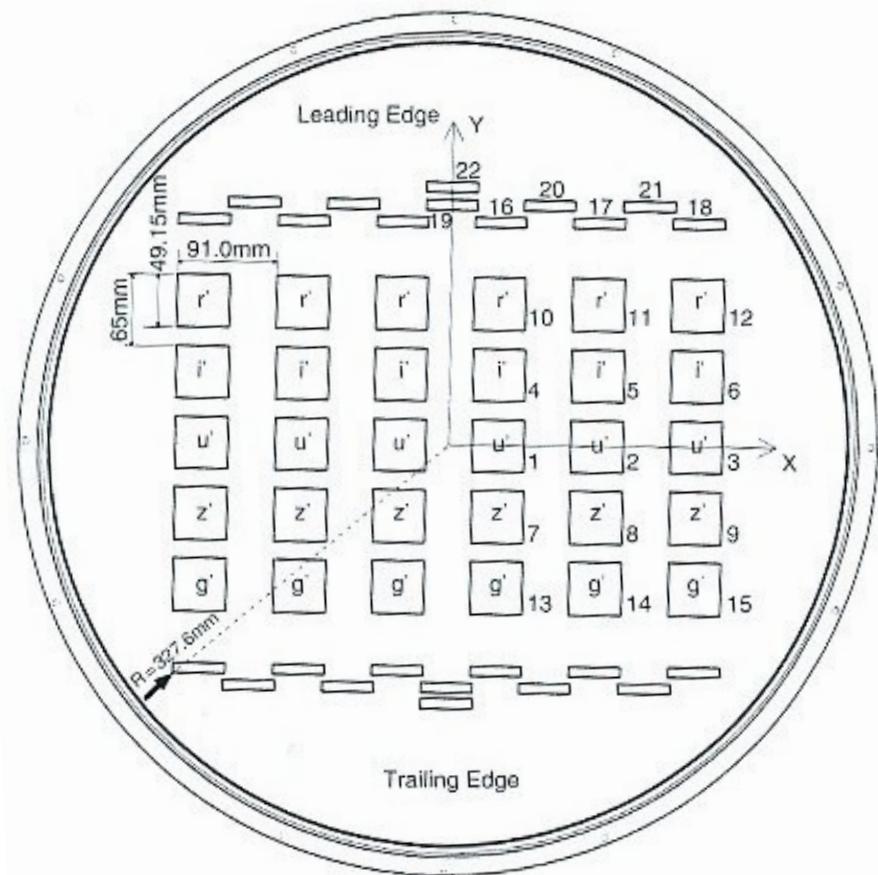
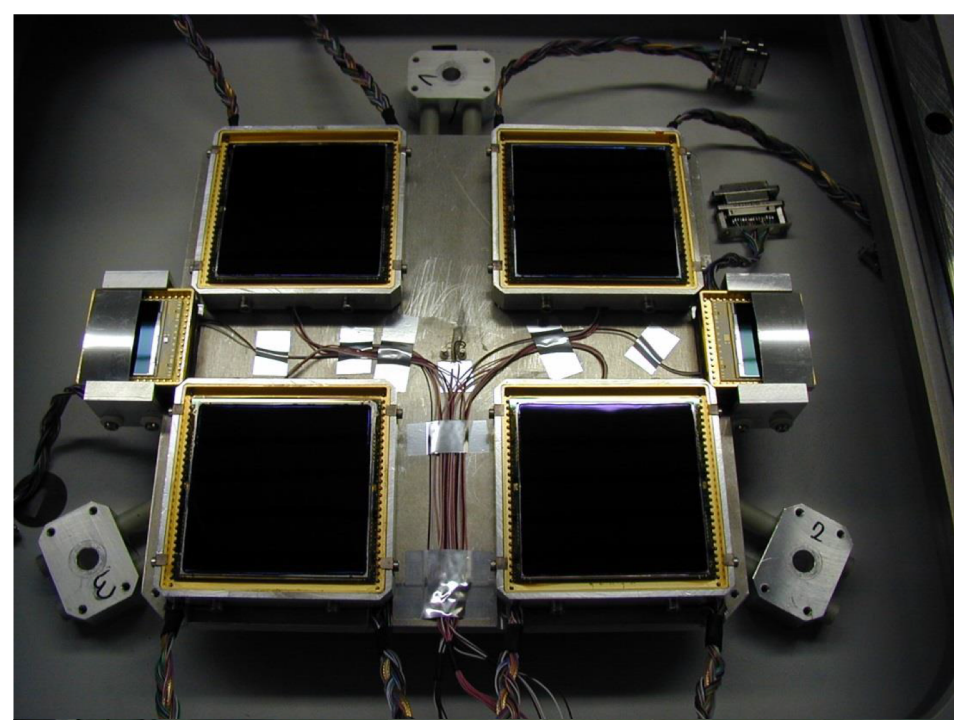
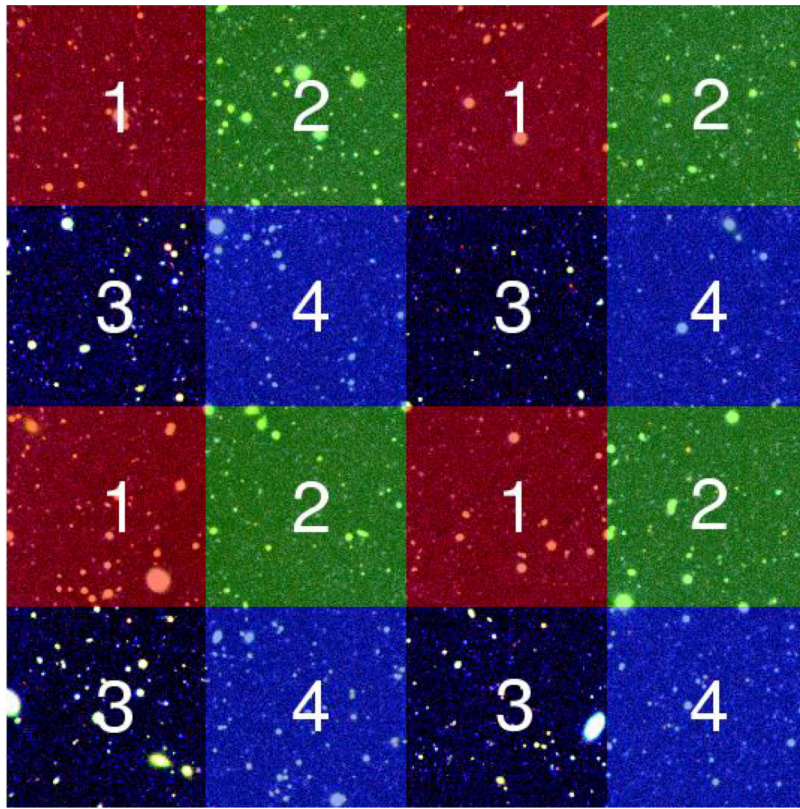


Fig. 4.12. The optical layout within the dewar of the Sloan digital sky survey CCD imager. The right side of the figure labels the CCDs as to their function; 1-15 are photometric CCDs, 16-21 are astrometric CCDs, and 22 (top and bottom) are focus CCDs. The left side gives the dimensions of the array. The labels r' - g' denote the five separate intermediate band filters, each a single piece of glass covering all six horizontal CCDs. The scan direction is upward causing objects to traverse the array from top to bottom. From Gunn *et al.* (1998).

Mosaics de CCD

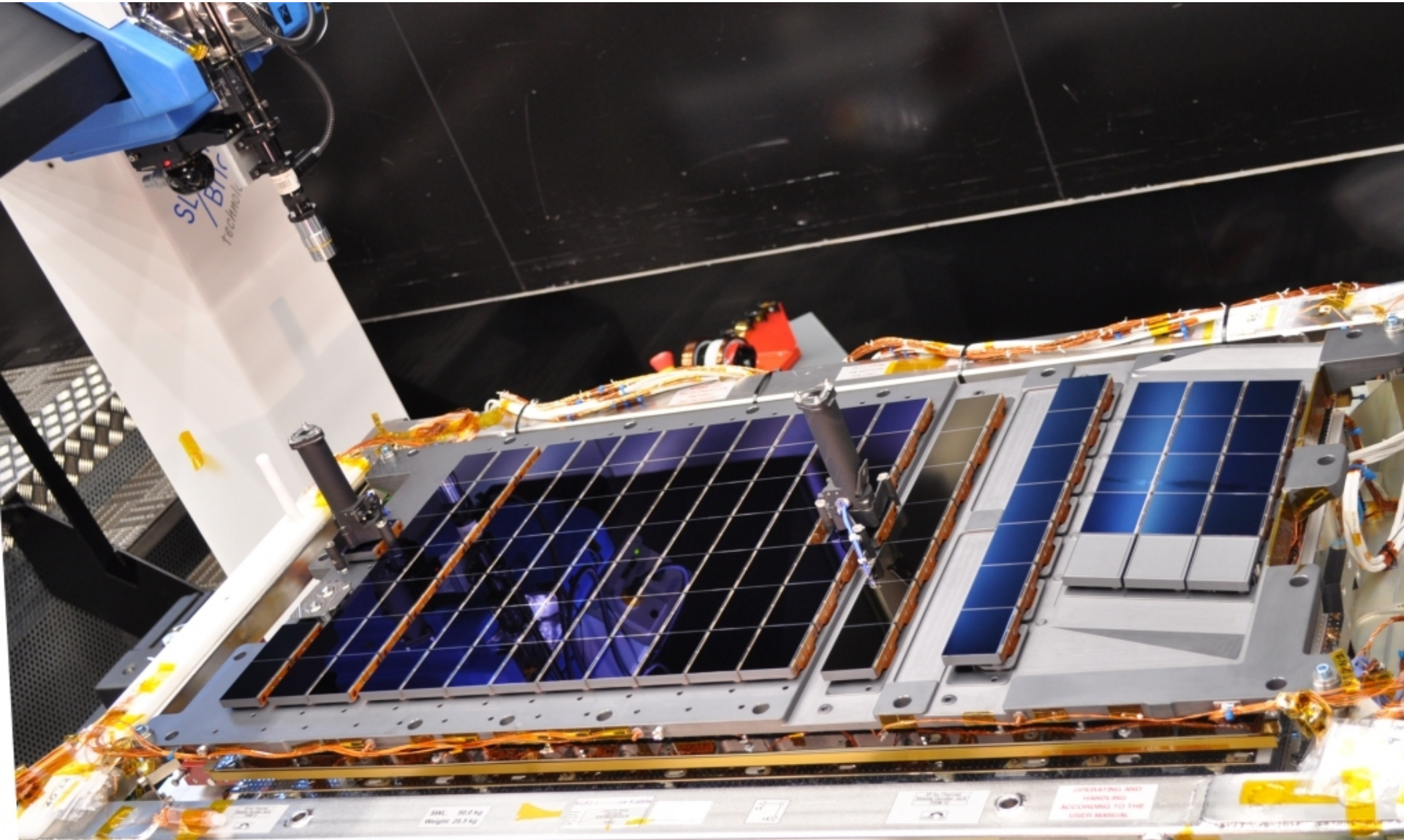
Laica at 3.5m

- Mosaic de 2 x 2
4K * 4K CCDs
- FOV: 45' x 45'
- 140 MB/file

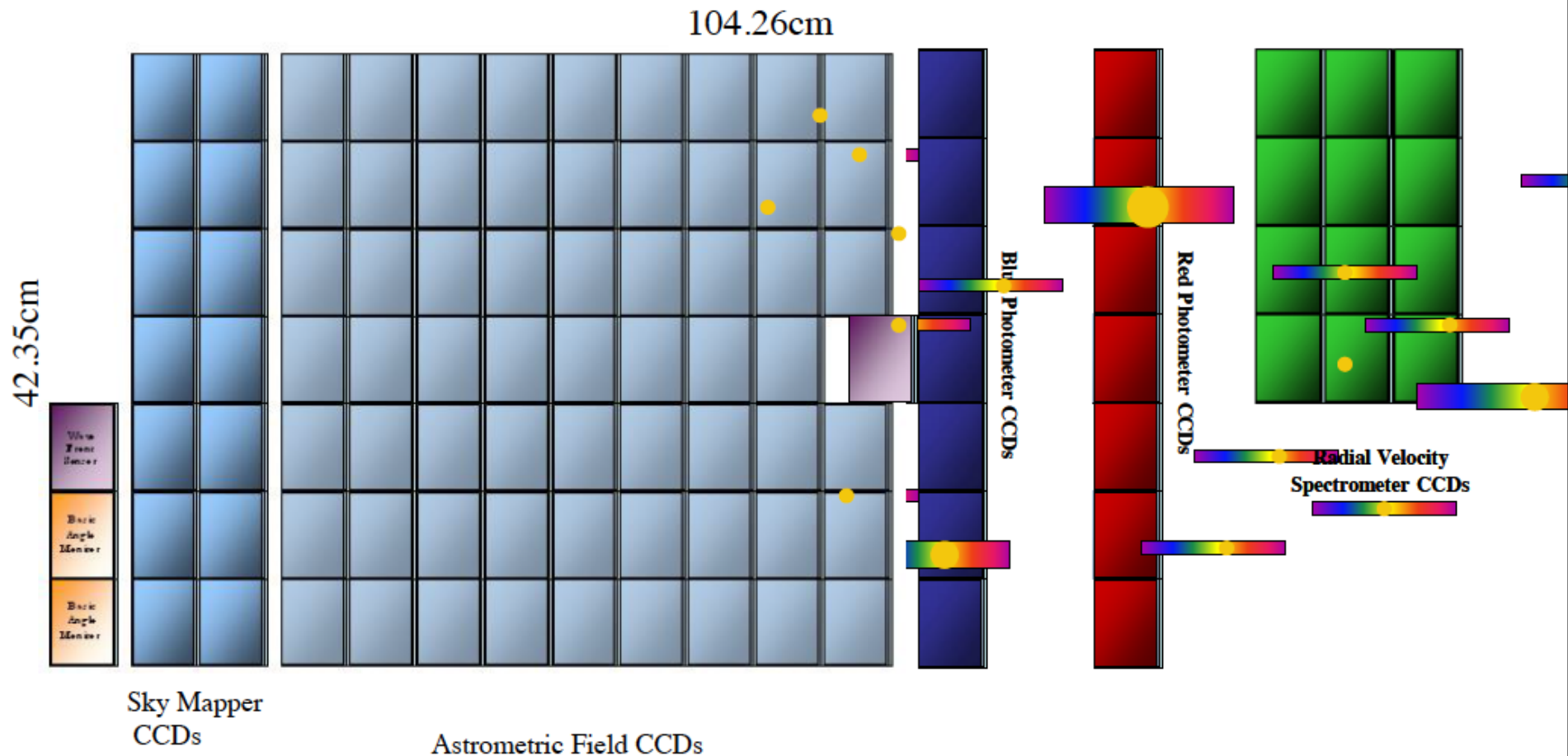


Mosaics de CCD: Gaia

106 CCDs, 1 m × 0.5 m , 938 million pixels



Gaia: 1 Giga-pixel



Each CCD measures $6 \text{ cm} \times 4.7 \text{ cm}$, with a thickness of only a few tens of microns.

They are operated in TDI mode with a TDI period of $982.8 \mu\text{s}$.

Pixel size along scan $10 \mu\text{m}$ ($\sim 58.9 \text{ mas}$) and across scan $30 \mu\text{m}$ ($\sim 176.7 \text{ mas}$)

CCD: 4500×1966 pixels

Operational temperature -115°

Camera
(Printed Circuit Board)

Complementary Metal Oxide Semiconductor
Image Sensor

CMOS

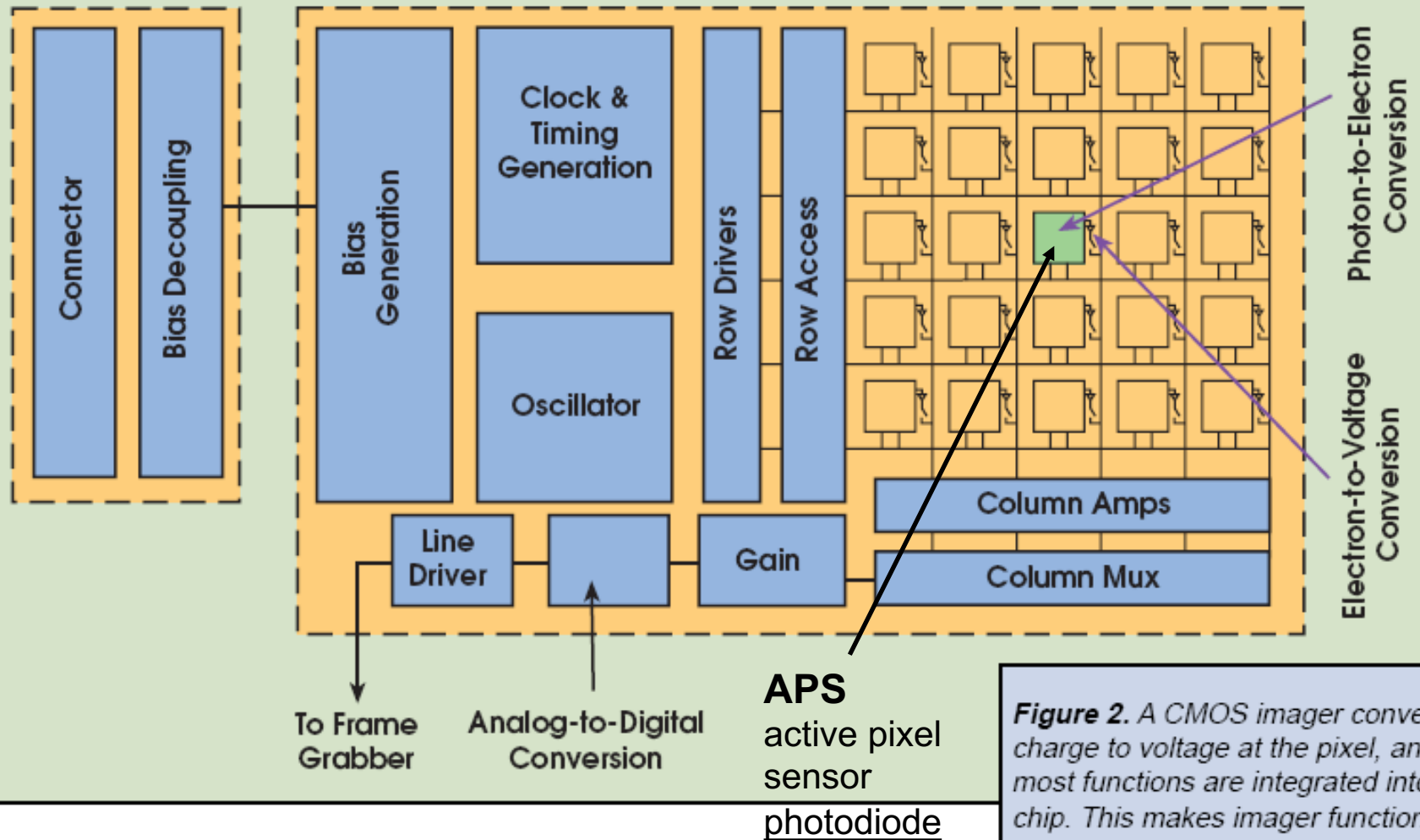
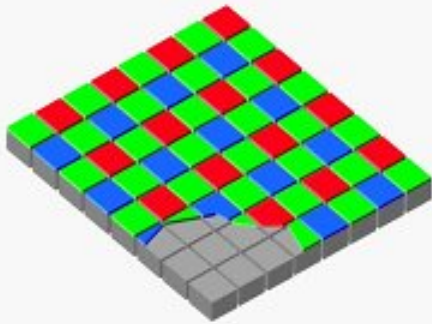


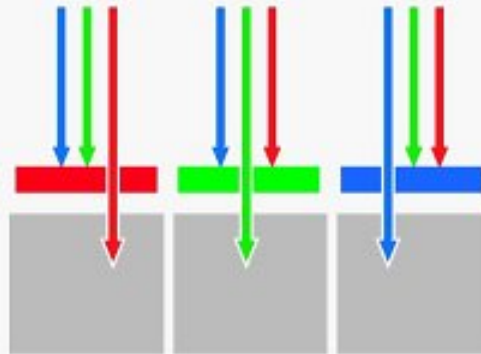
Figure 2. A CMOS imager converts charge to voltage at the pixel, and most functions are integrated into the chip. This makes imager functions less flexible but, for applications in rugged environments, a CMOS camera can be more reliable.

Mascara de Bayer

Mosaic Capture



In conventional systems, color filters are applied to a single layer of photodetectors in a tiled mosaic pattern.



The filters let only one wavelength of light - red, green or blue - pass through to any given pixel, allowing it to record only one color.



As a result, mosaic sensors capture only 25% of the red and blue light, and just 50% of the green.

CCD CMOS/APS

Eficiència resposta	-	+
Uniformitat resposta	+	-
Antiblooming	si/no	natural
Pixel/columna morta	-	+
Finestra	+	+
Rang dinàmic	+	-
Obturador	+	-
Velocitat lectura	-	+
Soroll lectura	-	+
Consum energia	+	-
Flexibilitat operacions	+	-

Detectors infrarrojos

Brillantor del cel:

$V = 22 \text{ mag/arcsec}^2$

a $2\mu\text{m}$: 13 mag/arcsec^2

Calen semiconductors específics (energy gap més petit)

InSb, PtSi, HgCdTe

NICMOS3 HgCdTe 256 X 256 refredat a 77 K

1.0 – 2.5 μm

Eficiència quàntica: molt baixa 0.5%

HAWK-I (ESO, VLT): wide field cryogenic camera

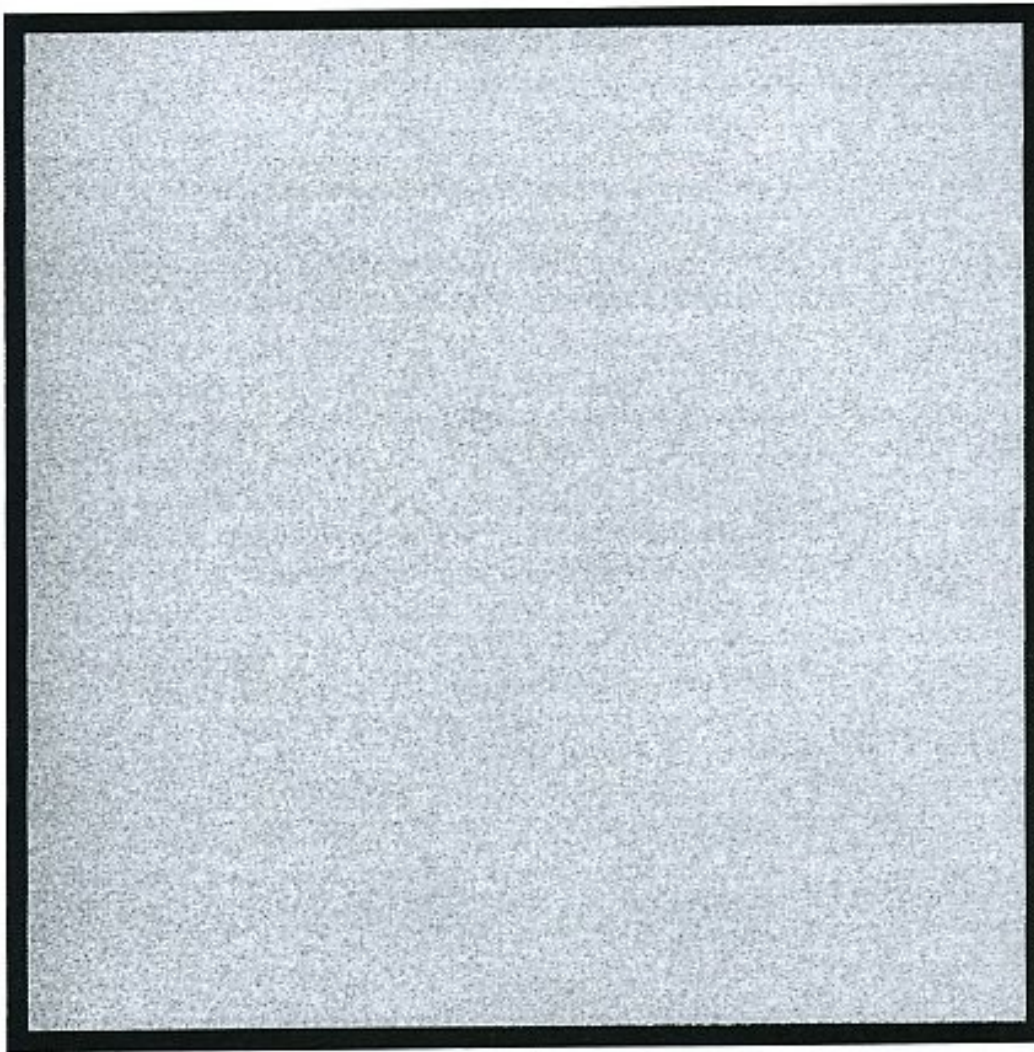
4 RG 2048 x 2048 detectors (HgCdTe).

FoV: 7.5 x 7.5 arcmin, pixel: 0.106"

Observació: lectura ràpida + suma d'imatges

“Chopping” el telescopi → treure l'efecte del fons de cel

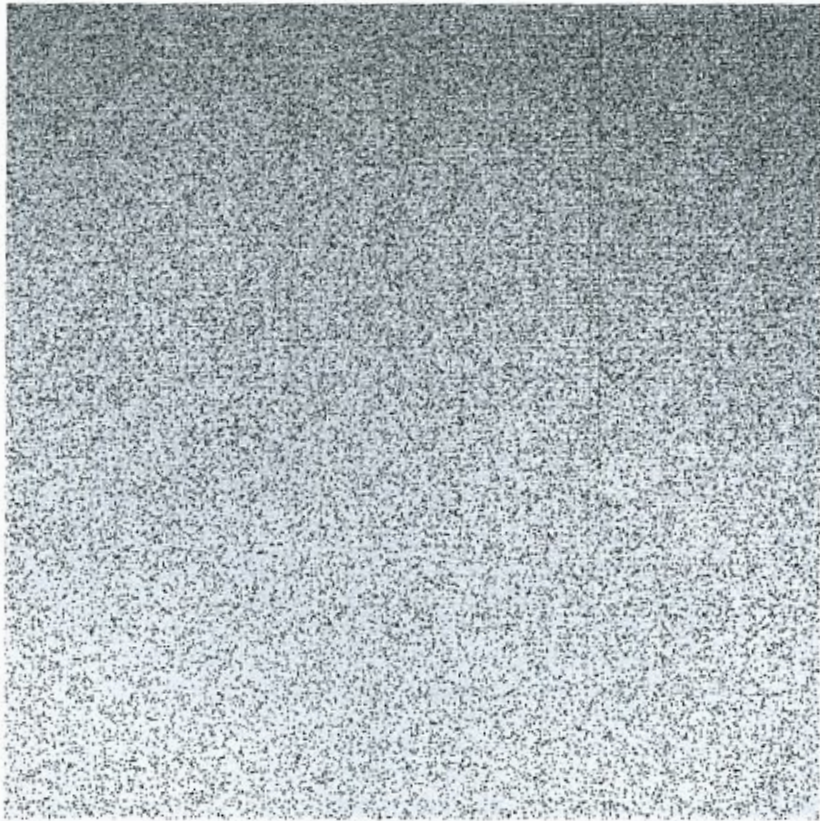
Reducció d'imatges CCD



- Area d''overscan''
- Bias

$$Z(x,y) = B(x,y) + S(x,y)$$

Fig. 4.2. Shown is a typical CCD bias frame. The histogram of this image was shown in Figure 3.8. Note the overall uniform structure of the bias frame.




Corrent fosc

Refrigeració



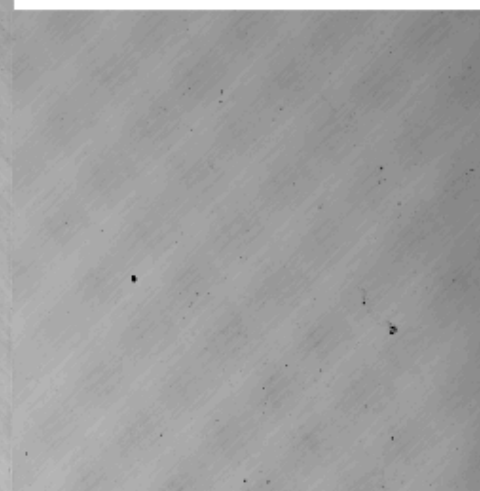
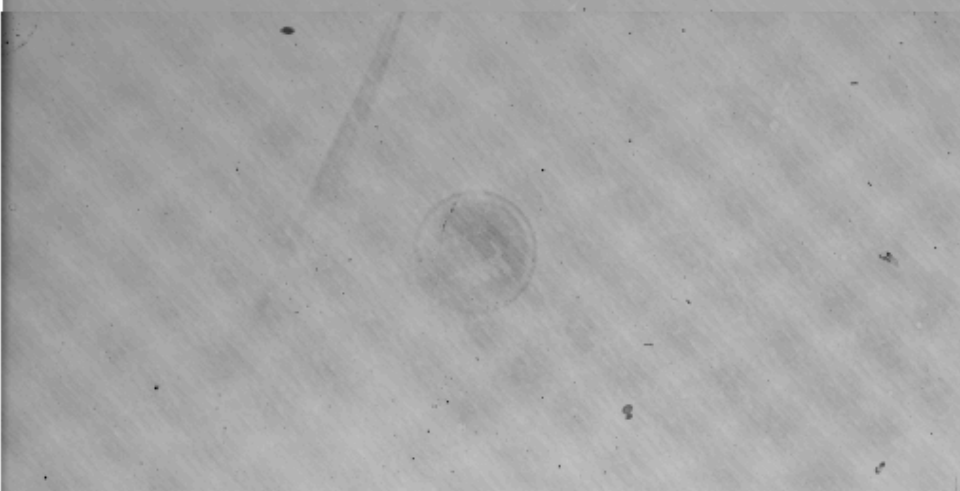
$$Z(x,y) = B(x,y) + D_t(x,y) + S(x,y)$$

Fig. 4.3. Shown is a typical CCD dark frame. This figure shows a dark frame for a Kodak CCD operating in MPP mode and thermoelectrically cooled. Notice the nonuniform dark level across the CCD, being darker (greater ADU values) on the top. Also notice the two prominent partial columns with higher dark counts, which extend from the top toward the middle of the CCD frame. These are likely to be column defects in the CCD that occurred during manufacture, but with proper dark subtraction they are of little consequence. The continuation of the figure shows the histogram of the dark frame. Most of the dark current in this 180 second exposure is uniformly distributed near a mean value of 180 ADU with a secondary maximum near 350 ADU. The secondary maximum represents a small number of CCD pixels that have nearly twice the dark current of the rest, again most likely due to defects in the silicon lattice. As long as these increased dark current pixels remain constant, they are easily removed during image calibration.



No uniformitat de la resposta pixel a pixel

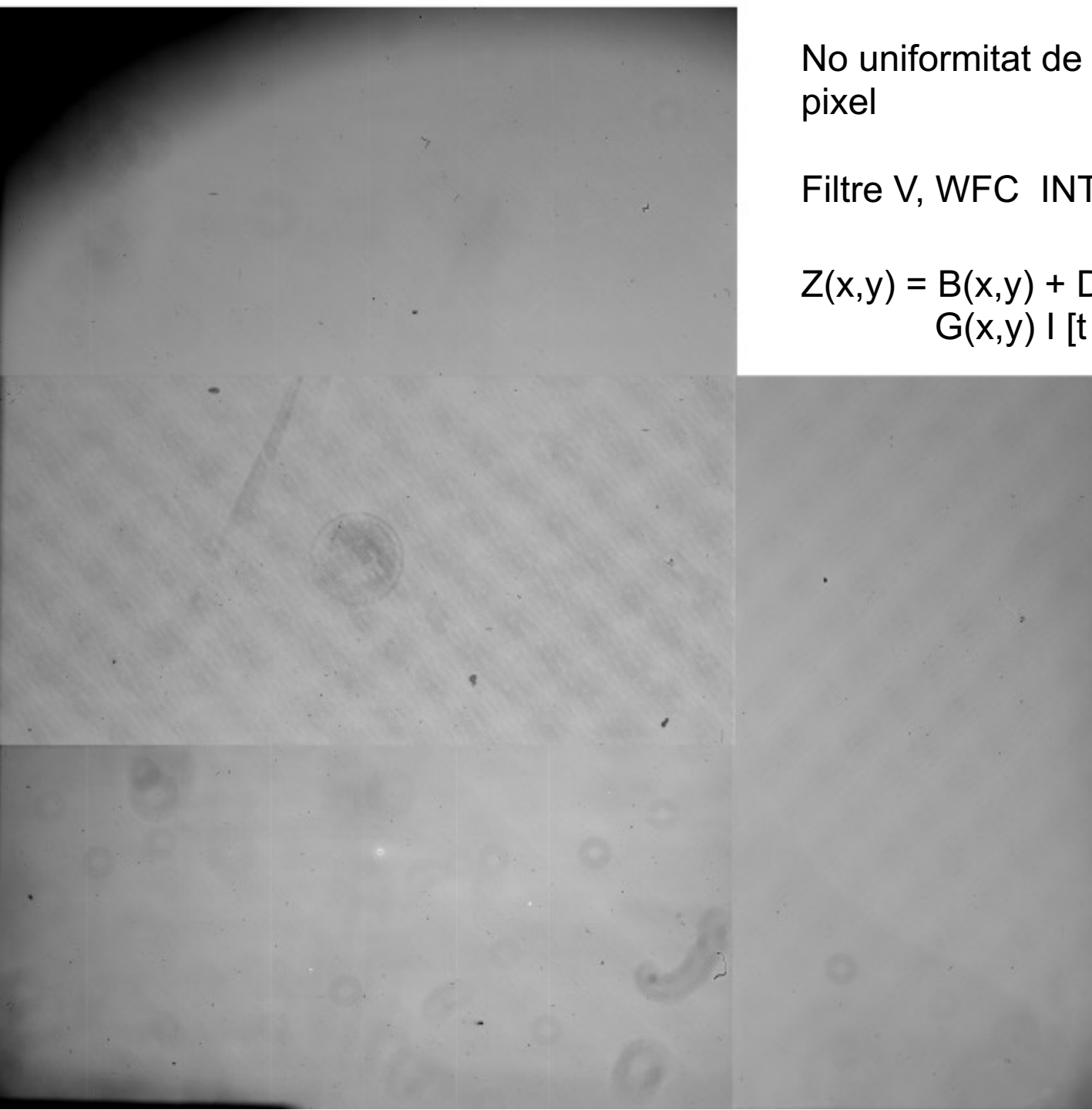
Exem: Filtre B, WFC INT

$$Z(x,y) = B(x,y) + D_t(x,y) + G(x,y) \mid [t + \delta(x,y)] + S(x,y)$$


No uniformitat de la resposta pixel a pixel

Filtre V, WFC INT

$$Z(x,y) = B(x,y) + D_t(x,y) + G(x,y) \mid [t + \delta(x,y)] + S(x,y)$$



Filtre z' (880 nm)

Tres CCD de costat: EE2V 13.5 μm 6144 x 4608

Nivell d'interferències: $\pm 2.5\%$

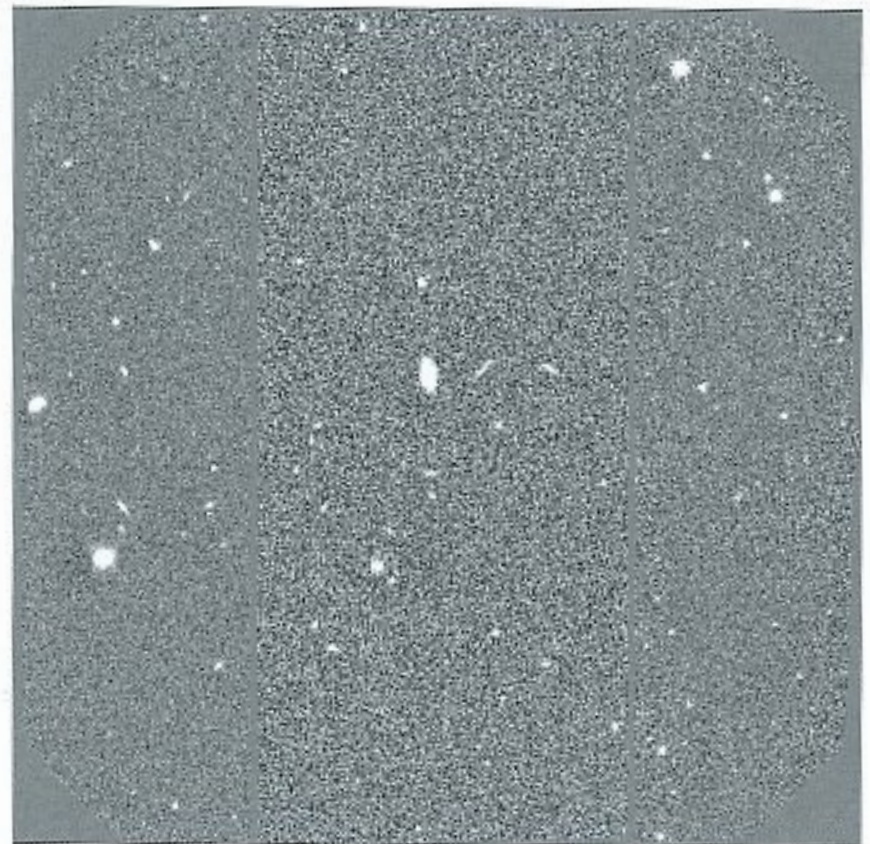
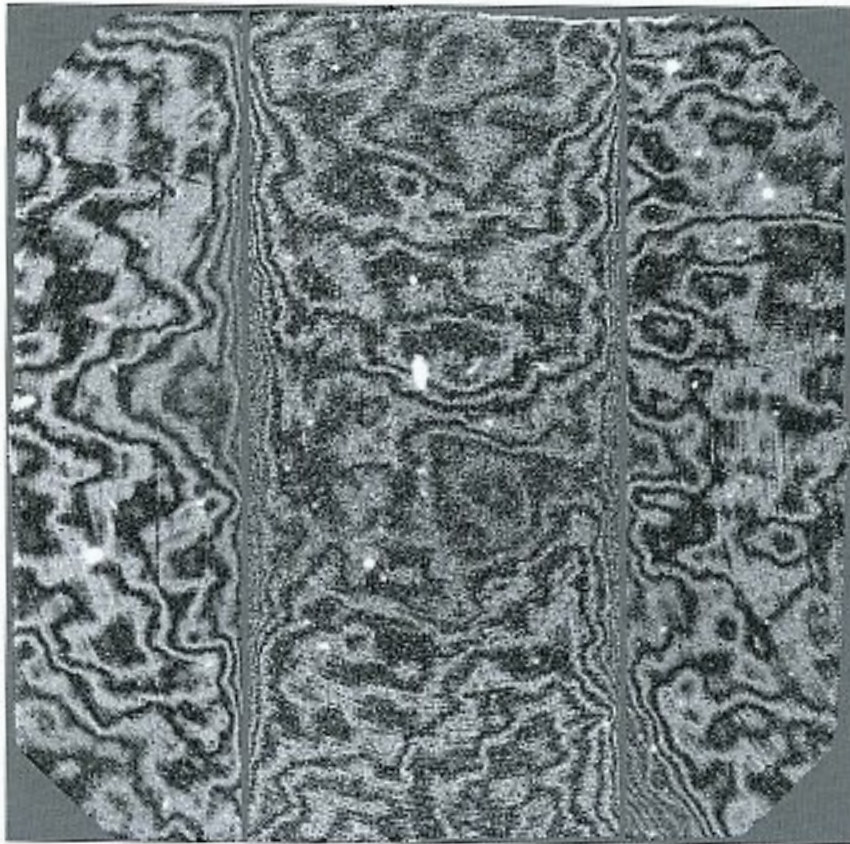


Fig. 4.6. Gemini North GMOS CCD fringe frame (left) and reduced, defringed, frame (right). The night was photometric and near new moon but had OH emission present. Notice that the 1–2% fringes can cross over objects of interest but are mostly fully removed during reduction.

No uniformitat del temps d'exposició: obturador

$$Z(x,y) = B(x,y) + D_t(x,y) + G(x,y) \mid [t + \delta(x,y)] + S(x,y)$$

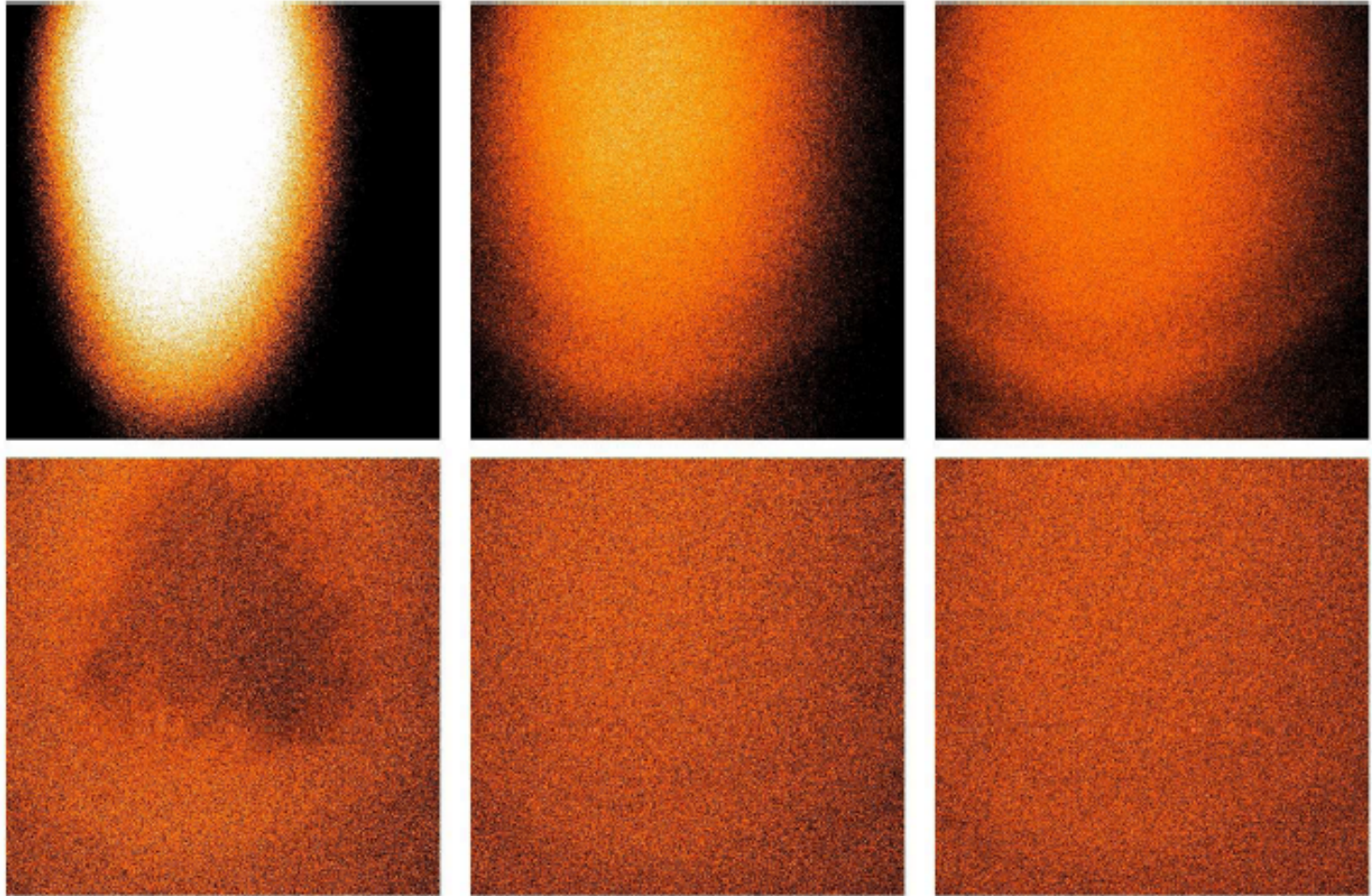


Figure 5: Normalized ratio between R dome flats taken with 0.1, 0.5, 1, 2, 3 and 4 seconds (from left to right and from up to bottom) with respect to a 30 seconds flatfield. The shutter effect is evident for exposures below 3 seconds.

Altres efectes:

- Columnes defectuoses
- Saturació
- Raigs còsmics

$$Z(x,y) = B(x,y) + D_t(x,y) + G(x,y) I(x,y) [t + \delta(x,y)] + S(x,y)$$



$$I(x,y) = [Z(x,y) - B(x,y) - D_t(x,y) - S(x,y)] / G(x,y) [t + \delta(x,y)]$$

[Master bias
Master dark
Master flat per filtre
Mapa obturador]

[Promitjat d'imatges
Alinear
Sumar
Analitzar (astro/phot)]

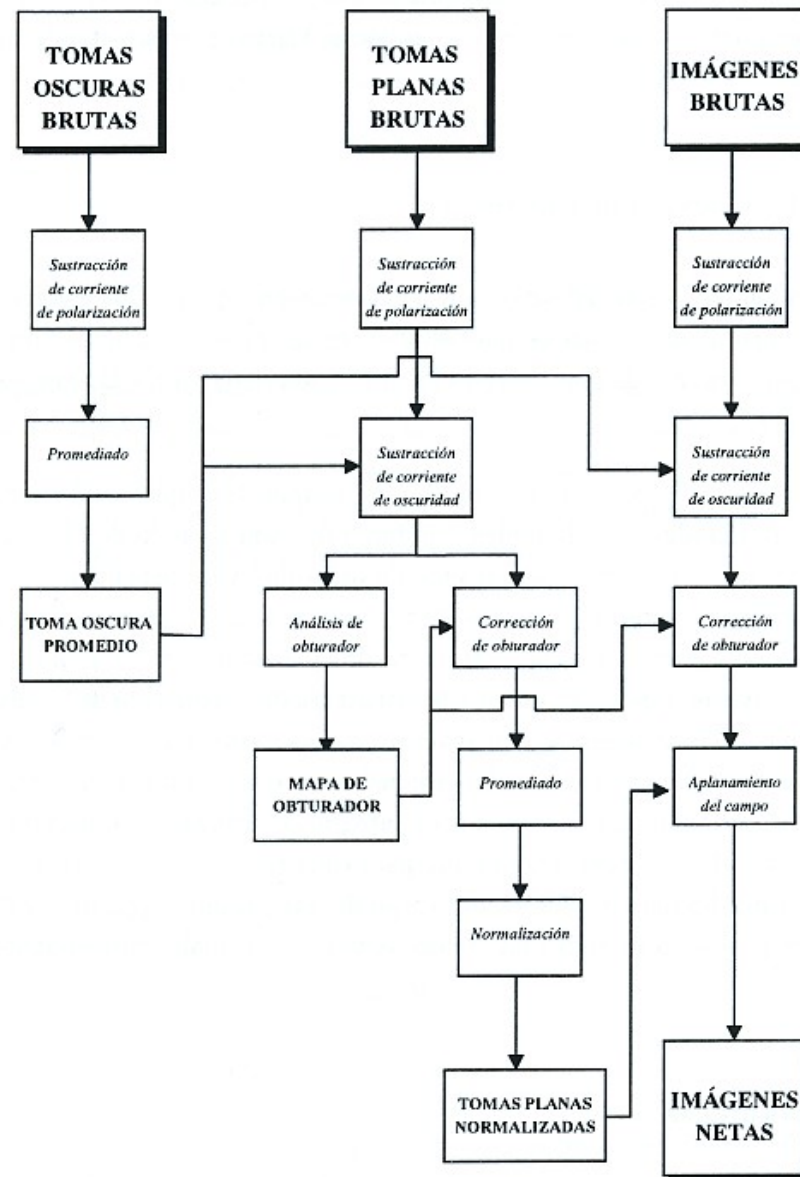
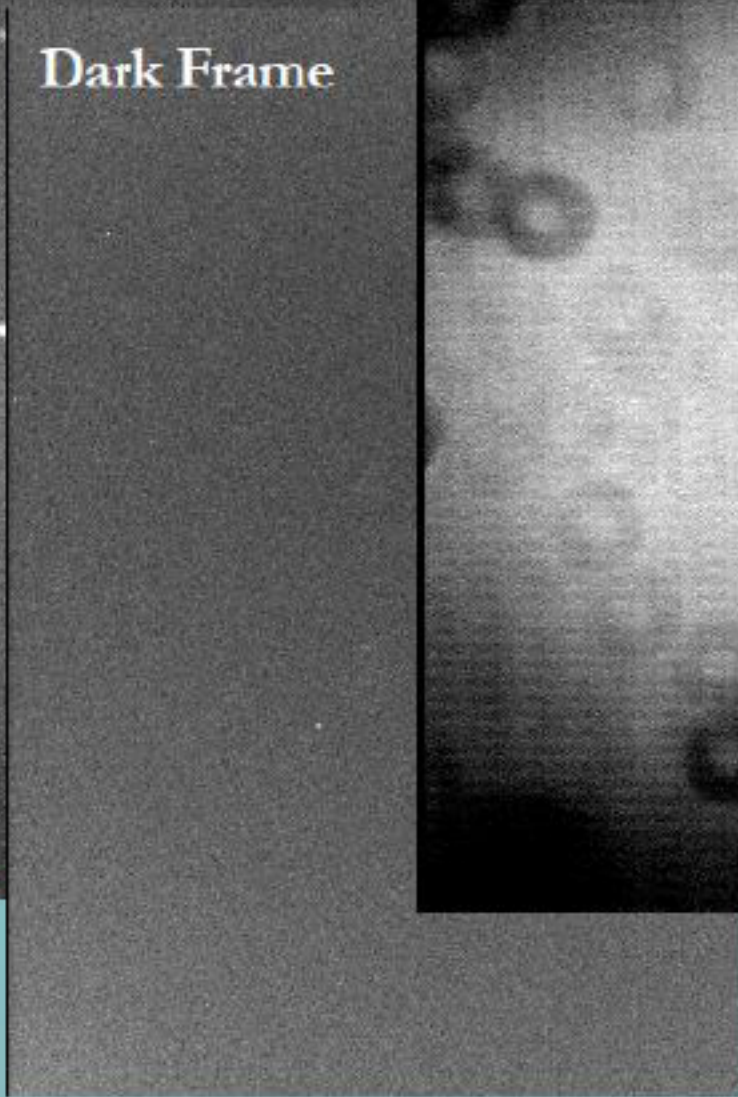


Figura 2.1: Tratamiento básico de las imágenes CCD: de las imágenes brutas a las imágenes netas, listas para la realización de fotometría de síntesis de abertura

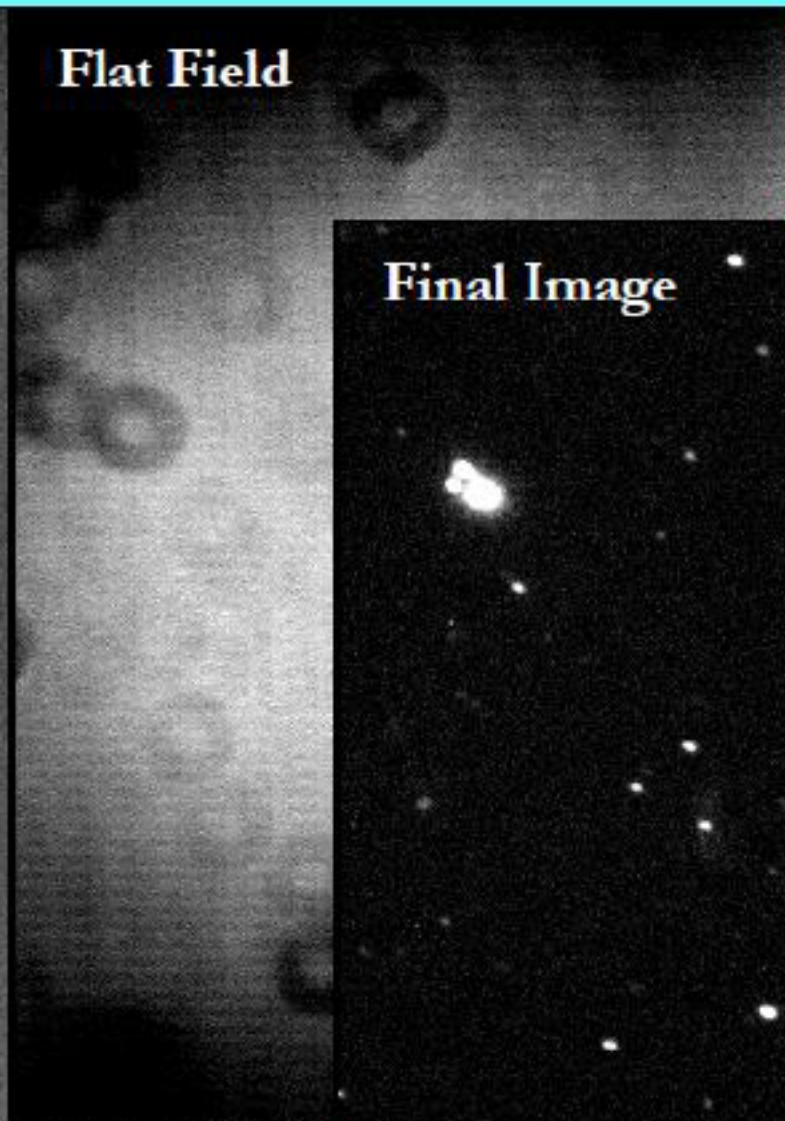
Raw Image



Dark Frame

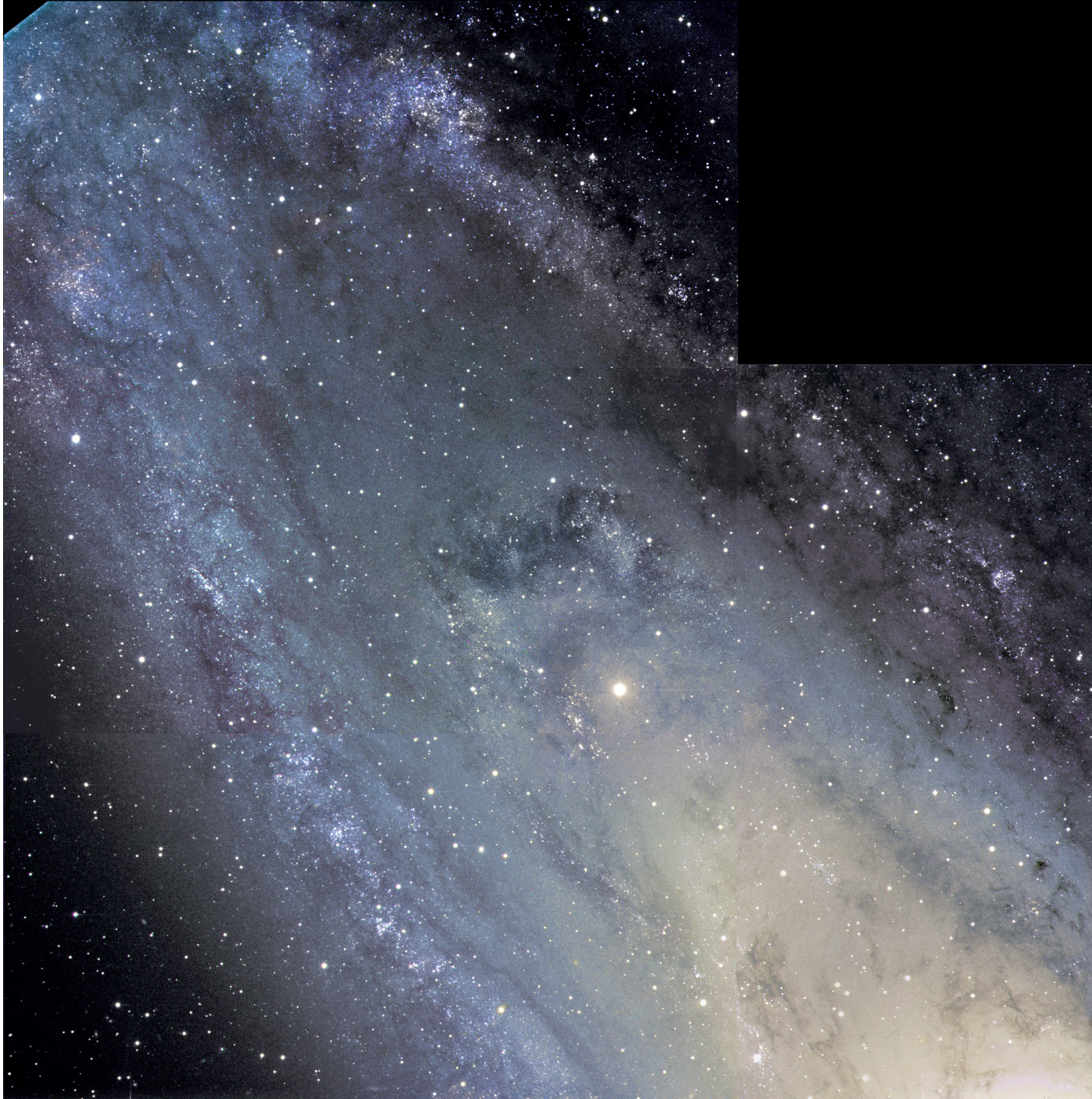


Flat Field



Final Image





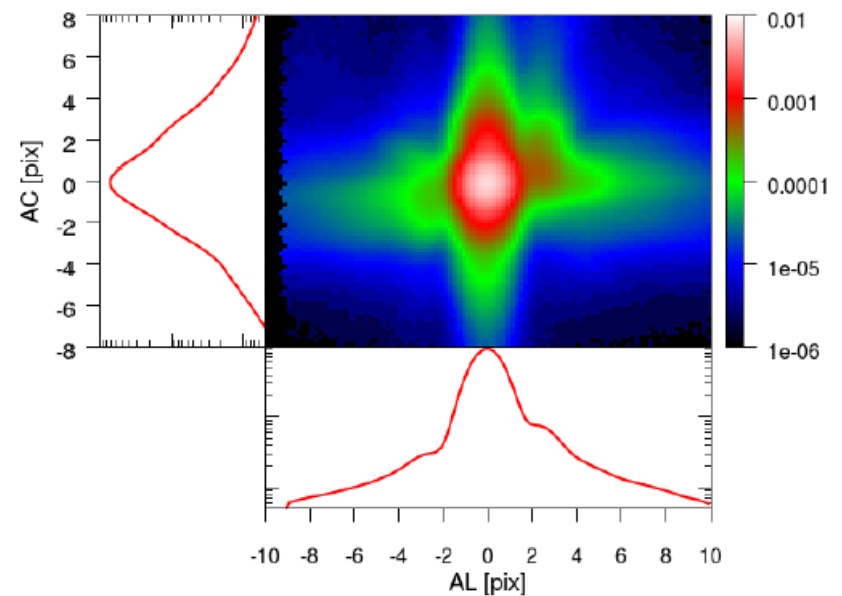
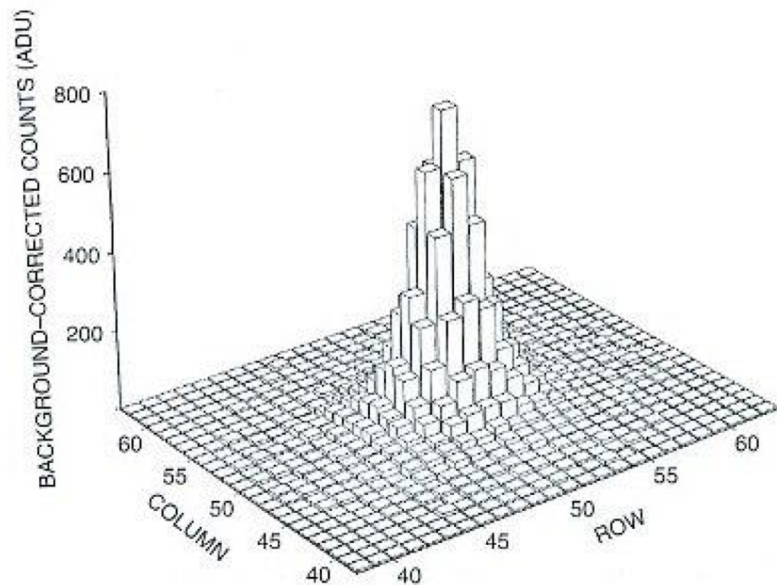
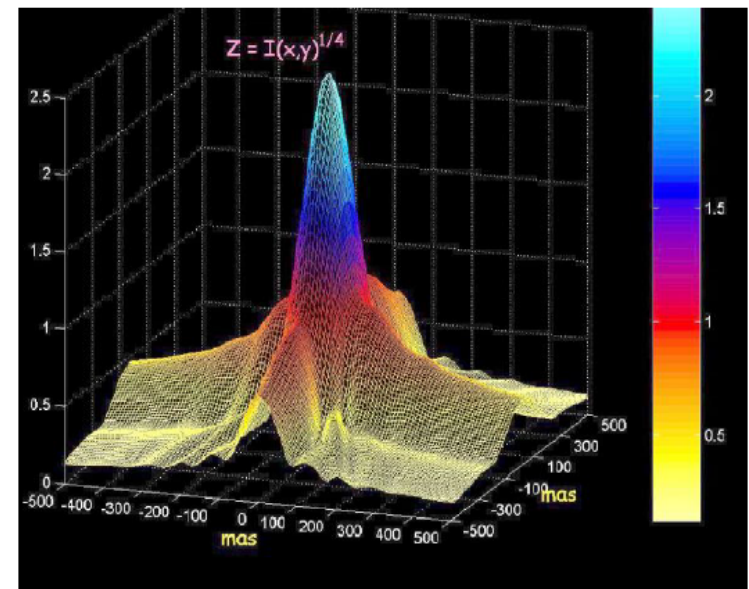
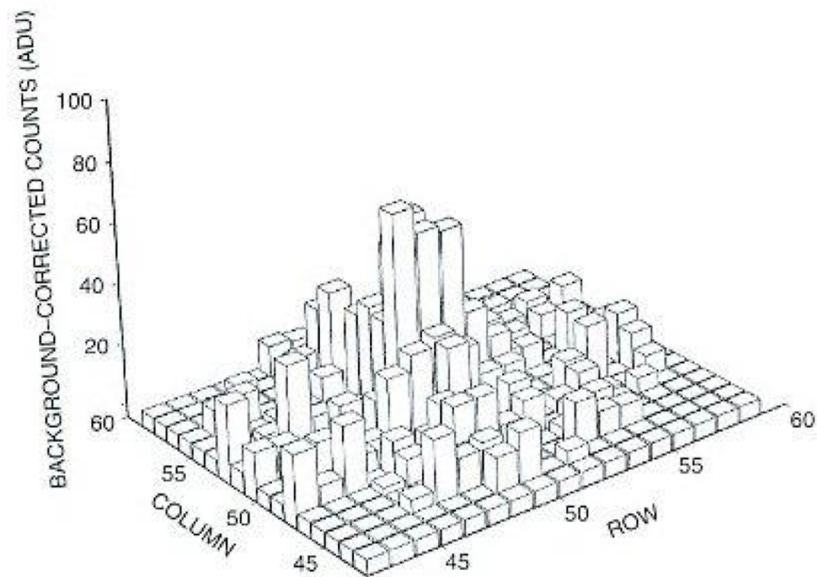


Fig. 5.4. Stellar PSFs are shown for various cases. The figure above shows two model PSFs, one for a bright star ($S/N \sim 125$) and one for a faint star ($S/N \sim 20$). The remaining two panels show similar brightness stars but are actual CCD data. Note that the models are shown as 3-D pixel histograms whereas the real data are represented as spline profile fits to the actual PSFs. The disadvantage of the latter type of plotting is that the true pixel nature of the image is lost.

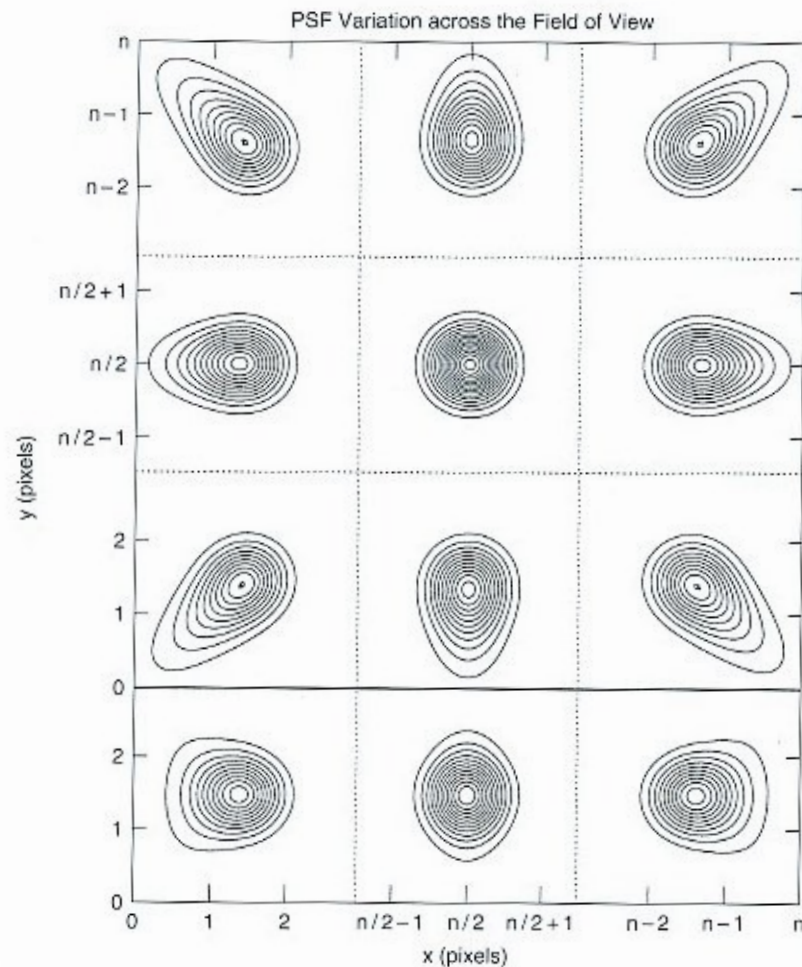
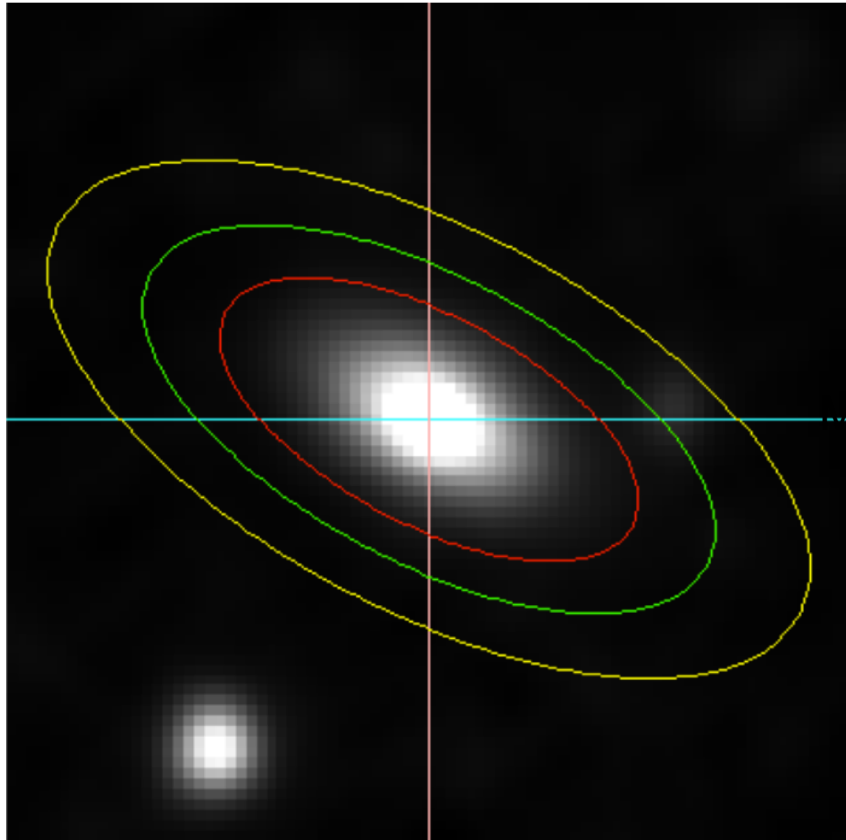
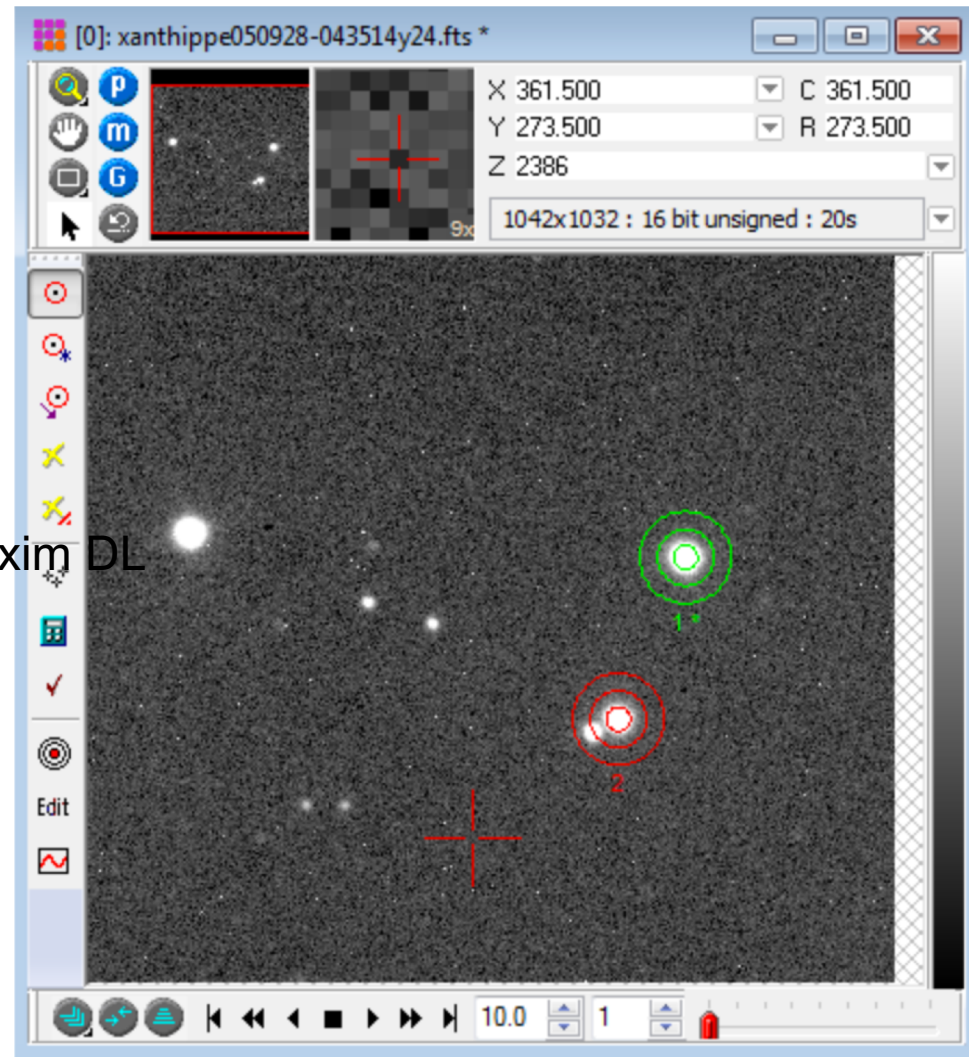


Fig. 4.11. PSF variations for a star imaged at nine locations within the field of view of a large mosaic CCD camera placed at the focal plane of a Schmidt telescope. Only the center of the field has a circular, symmetric PSF while the other positions show extended tails due to optical aberrations and chromatic effects. The three PSFs at the bottom of the figure are column sums of the PSFs vertically above them. From Howell *et al.* (1996).

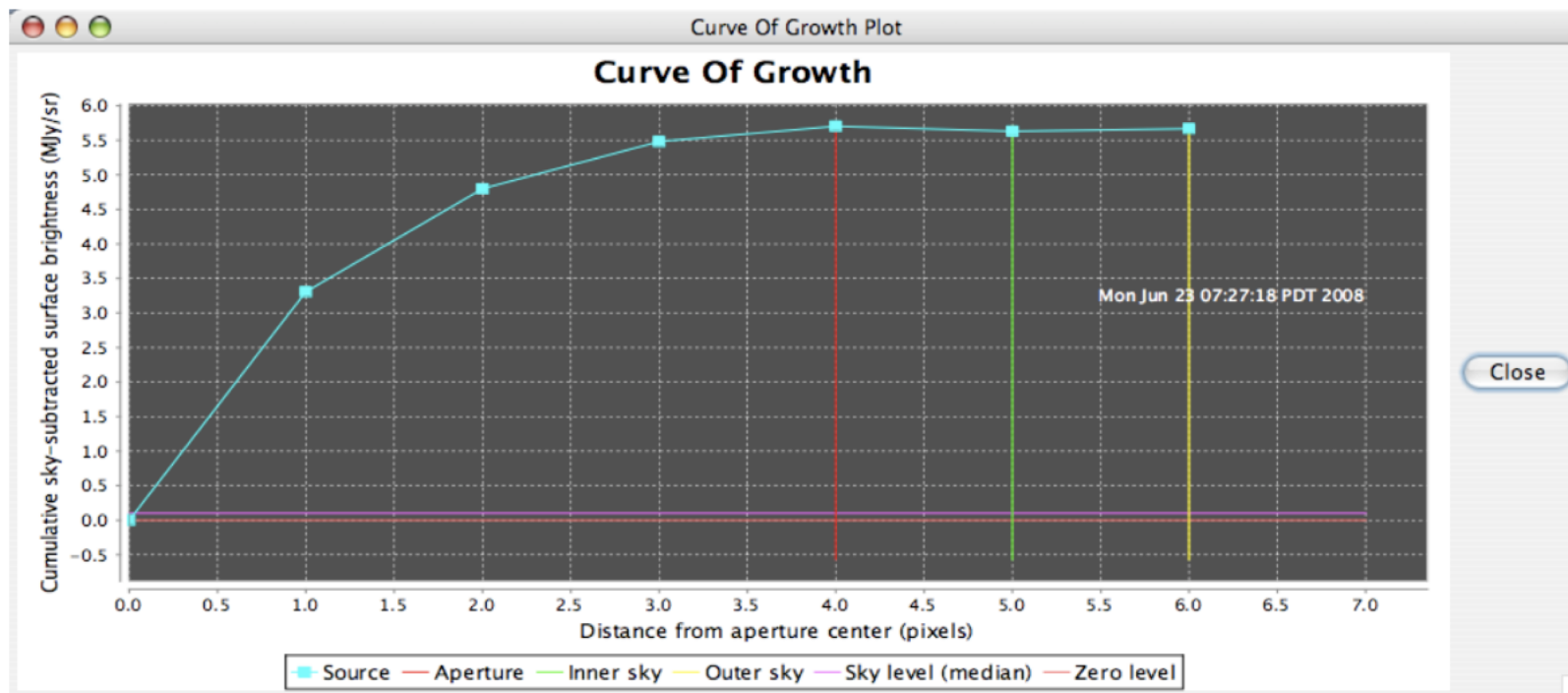
Fotometria d'obertura



DL



Fotometria d'obertura



Campus virtual: Carpeta Reducció d'imatges CCD i obtenció fotometria

Maxim DL

Manual Maxim DL fotometria

Manual Maxim DL composició RGB

Manual reducció dades fotomètriques cúmul

Altres programari:

IRIS

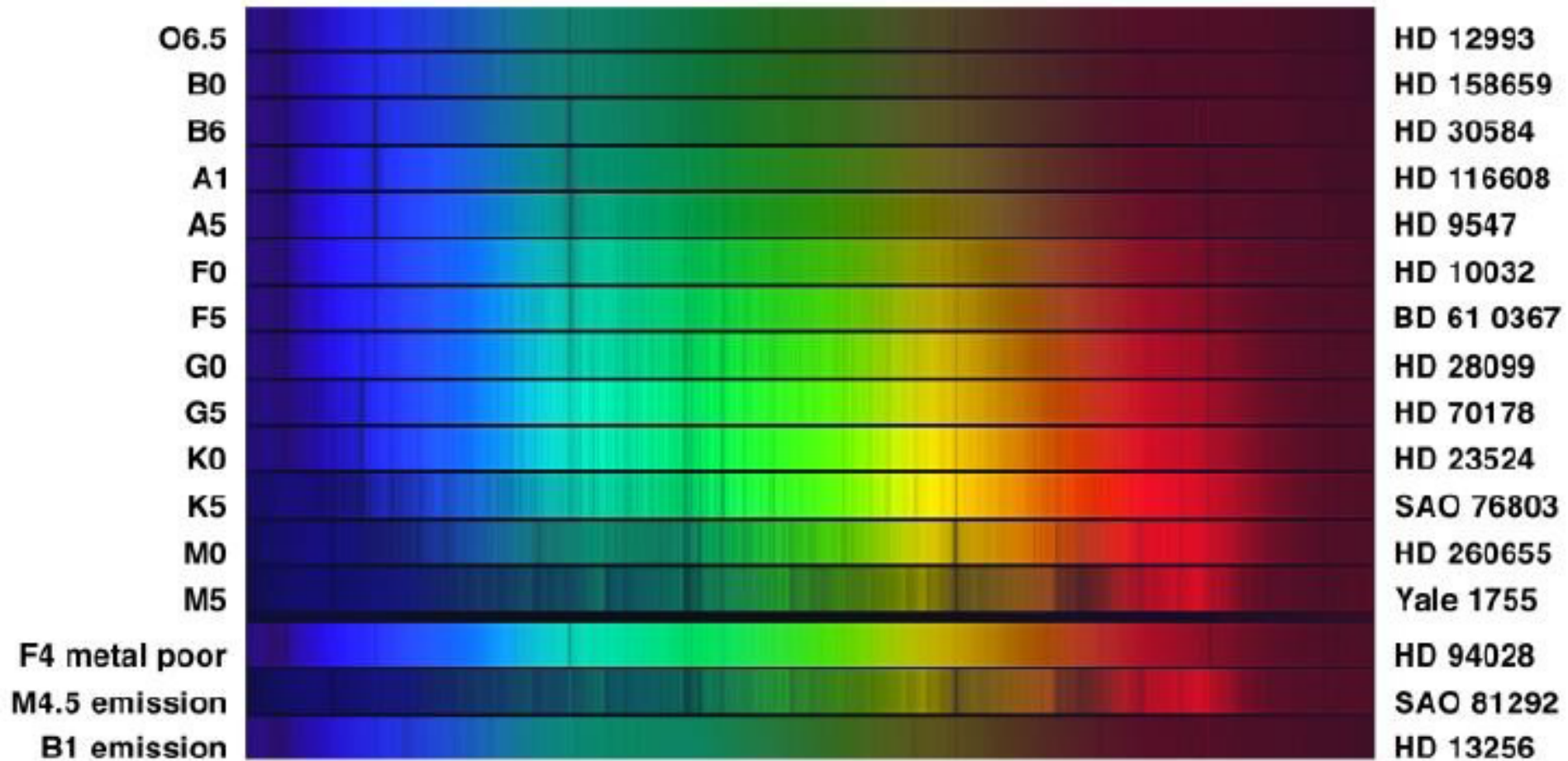
IRAF (pyraf)

Espectrògraf

Objectiu

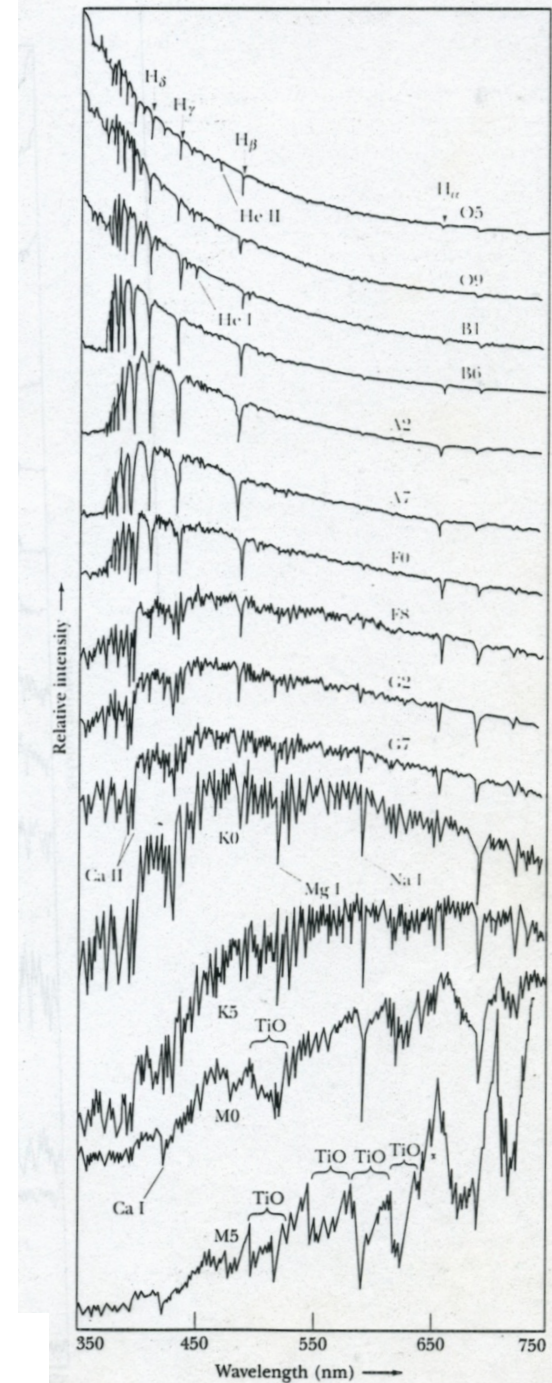
- Distribució espectral de la radiació electromagnètica
- Resolució espectral $R = \lambda/\Delta\lambda$
- Línies espectrals (absorció, emissió)
- Línies de medi interestel·lar
- Línies tel·lúriques
- Classificació (estrella/QSO/galàxia, tipus espectral, classe lluminositat)
- Desplaçament Doppler $\Delta\lambda/\lambda = v/c$ (redshift cosmològic, v_{rad} , $\Delta v_{\text{rad}} \rightarrow$ binarietat, exoplanetes)
- Velocitat rotacional ($v \sin i$)
- Abundàncies químiques

Classificació espectral



Espectres estel·lars

Les línies i la seva forma depenen de:
temperatura (línies i intensitat)
gravetat superficial (línies i amplada)
composició química (intensitat de les línies)
velocitat rotacional (amplada de les línies)



Classificació d'espectres estel·lars

SP	Temperatura	Color	Línies espectrals	Exemples
O	25000-35000 K	Blau	Àtoms molt ionitzats (HeII, CIII, NIII, OIII, SiV), He I visible, HI dèbil	Naos, Mintaka
B	11000-25000 K	Blanc-blavós	HeII desapareixen, HeI intens a B2 i desapareix a B9, HI s'intensifica, apareix Ca II. OII, Si II, Mg II visibles	Rigel, Spica
A	7500-11000 K	Blanc	HI molt intens a A0 i decreix, H i K del CaII s'intensifiquen. HeI no es veu	Vega, Sirius, Deneb
F	6000-7000 K	Blanc-grogós	HI dèbil, H+K de CaII més intens, línies de metalls neutres	Canopus, Polar, Proció
G	5000-6000 K	Grog	H+K de CaII molt intens, línies metàl·liques més intenses	Sol, α -Centauri, Capella
K	3500-5000 K	Taronja	Línies metàl·liques, comencen bandes de TiO	Aldebaran, Arcturus
M	2900-3500 K	Vermell	Bandes de TiO. CaI intens, moltes línies de metalls neutres	Betelgeuse, Barnard

Classe l'uminositat
(gravetat superficial ;
efecte Stark)

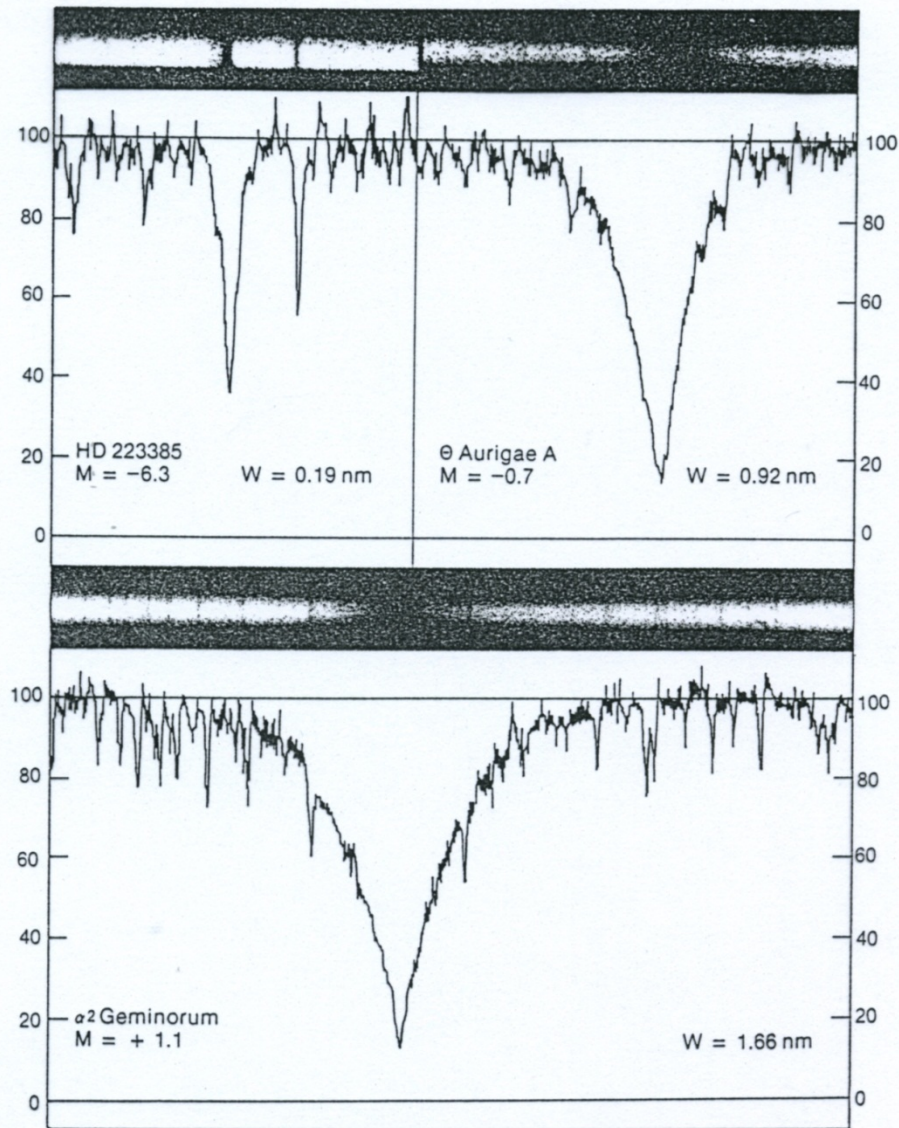
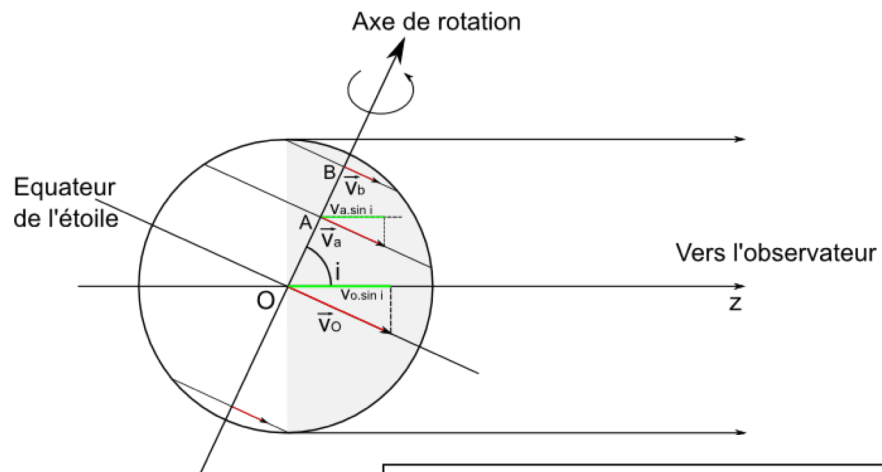
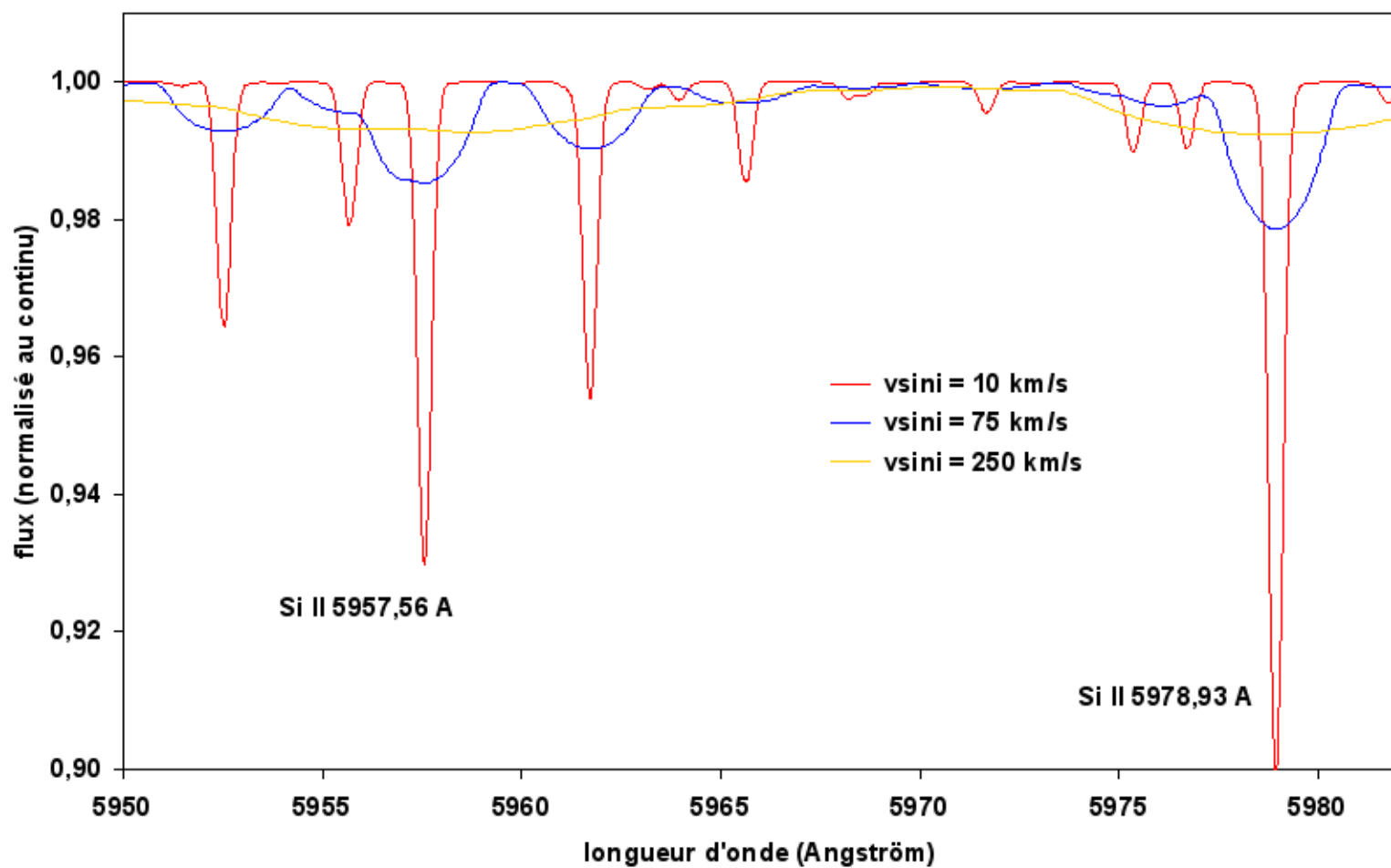


Fig. 9.7. Luminosity effects in the hydrogen H γ line in A stars. The vertical axis gives the normalized intensity. HD 223385 (upper left) is an A2 supergiant, where the line is very weak, θ Aurigae A is a main sequence star and α^2 Geminorum is a white dwarf, where the line is very broad. [Aller, L. H. (1953): *Astrophysics. The Atmospheres of the Sun and Stars* (The Ronald Press Company, New York) p. 318]



Velocitat rotacional: $v \sin i$



Corriment Doppler

$$\frac{v_r}{c} = \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0}$$

v_r = velocitat radial respecte de l'observador

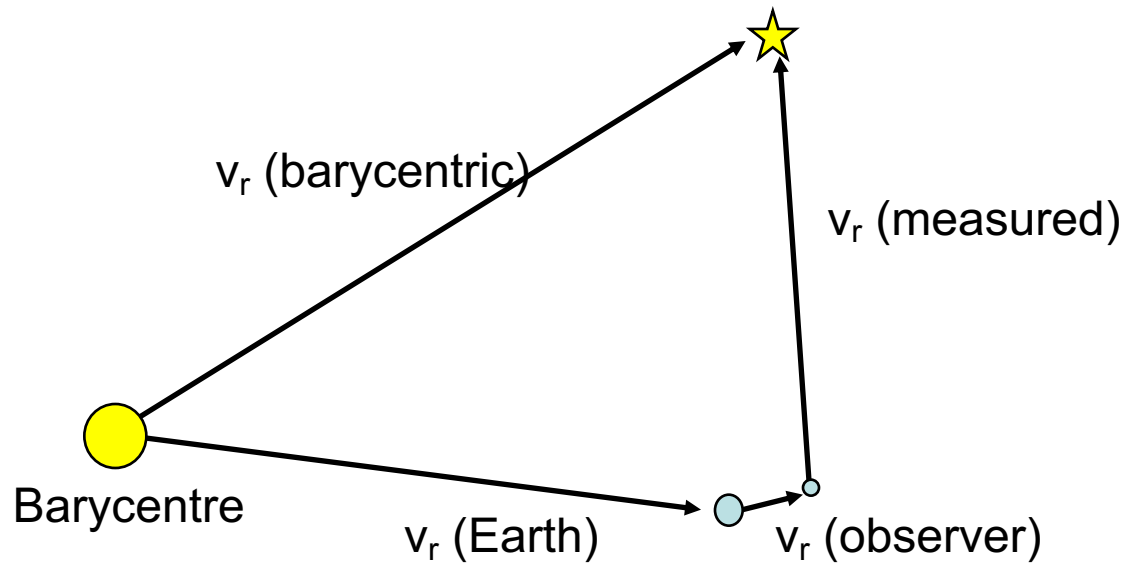
$$\frac{1}{R} = \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0}$$

R = resolució espectral

$$R = 15000 \quad v_r \geq 20 \text{ km/s}$$

$$R = 50000 \quad v_r \geq 6 \text{ km/s}$$

$$R = 100000 \quad v_r \geq 3 \text{ km/s}$$



Raw estimation of max value of v_r :

$$v_r (\text{observer}) = 2\pi R_T \cos \phi / 23^{\text{h}}56^{\text{m}} = 0.465 \cos \phi \text{ km/s}$$

$$v_r (\text{Earth}) = 2\pi d / 1 \text{ yr} = 29.8 \text{ km/s} \quad (\text{being } d = 1 \text{ AU})$$

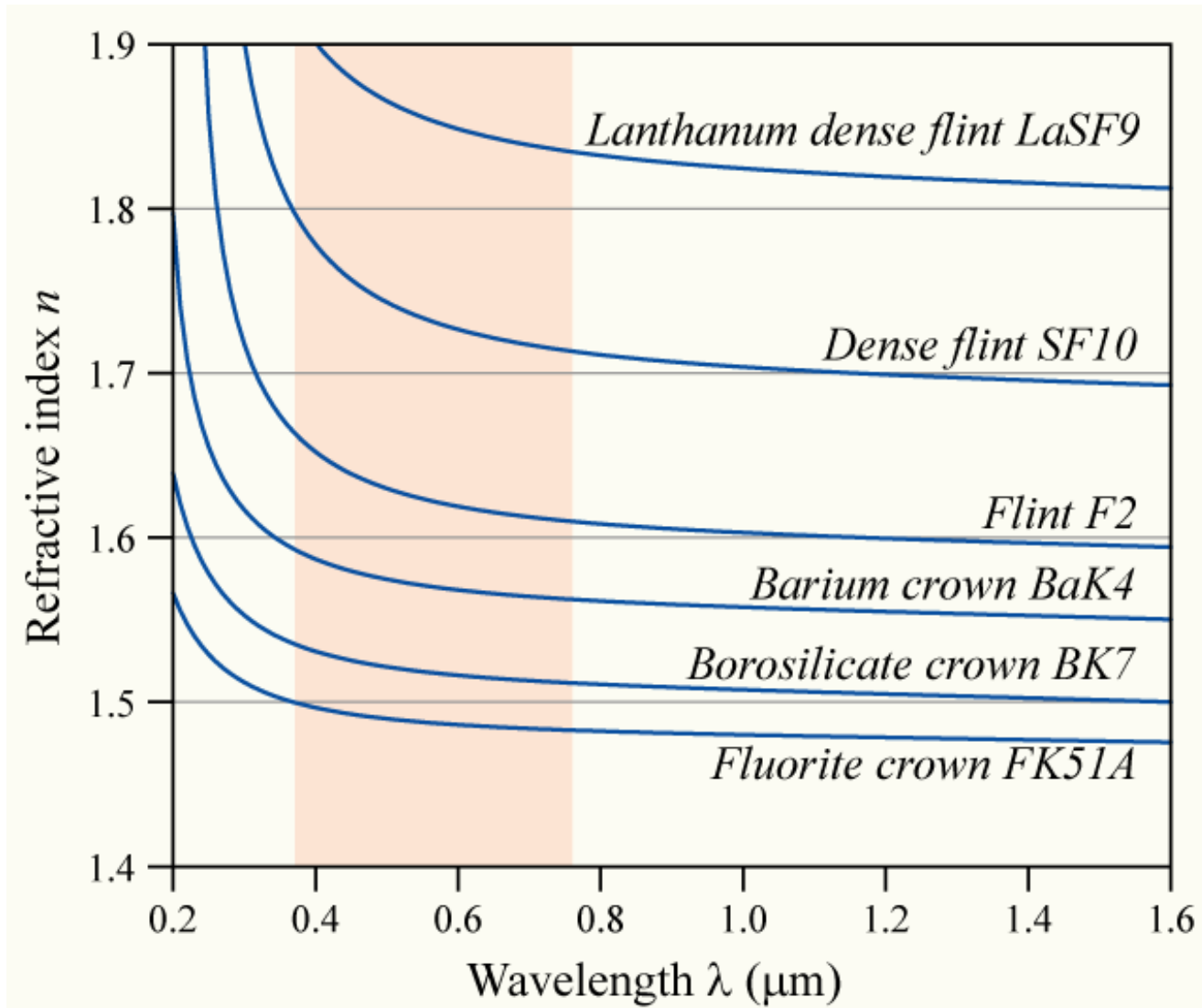
These v_r have to be projected onto the direction of the star

Tipus d'espectrògrafs

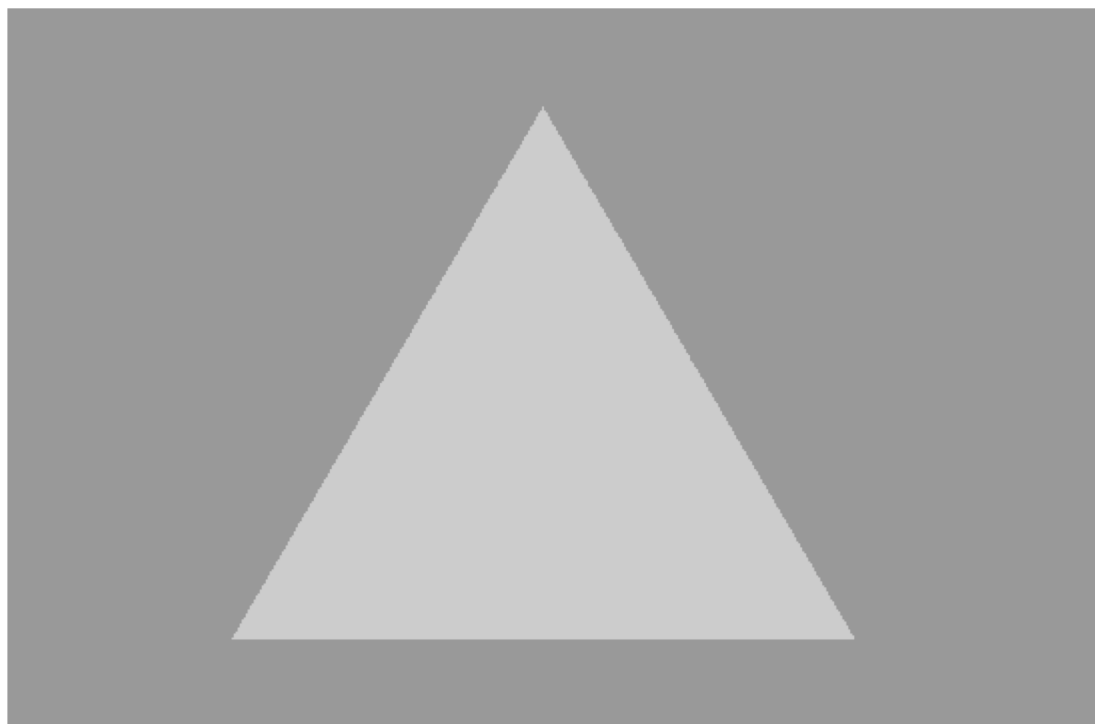
- Refracció diferencial (prismes)
- Difracció + interferències (xarxes de difracció)

Refracció diferencial

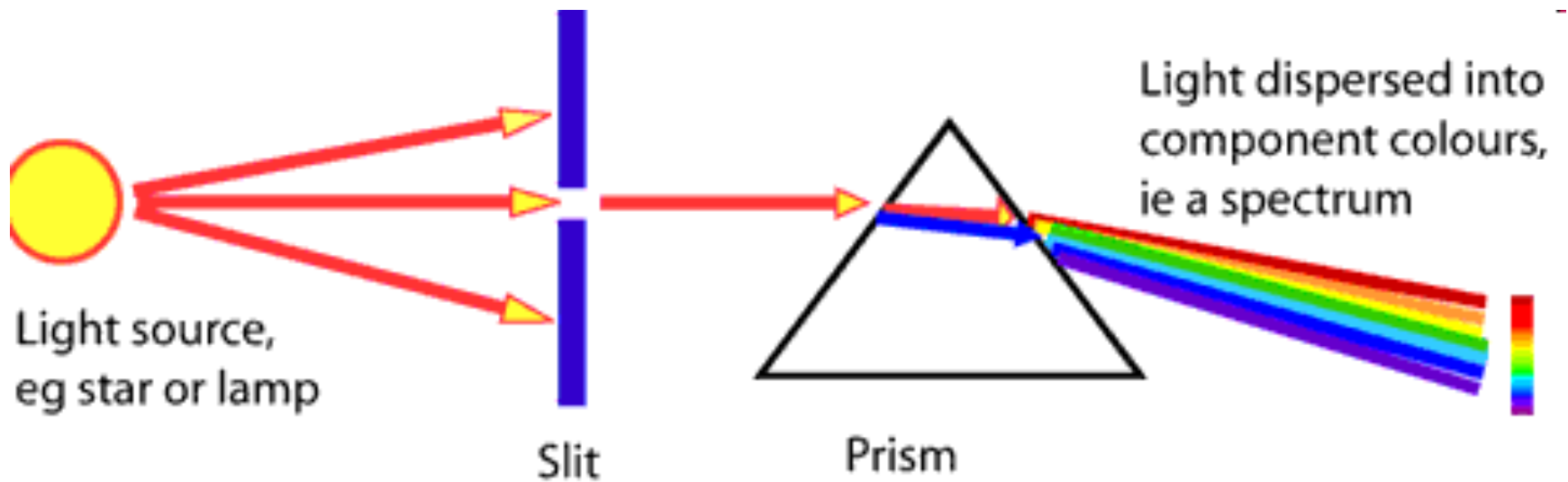
$$n = f(\lambda) = A + B / (\lambda - C)$$



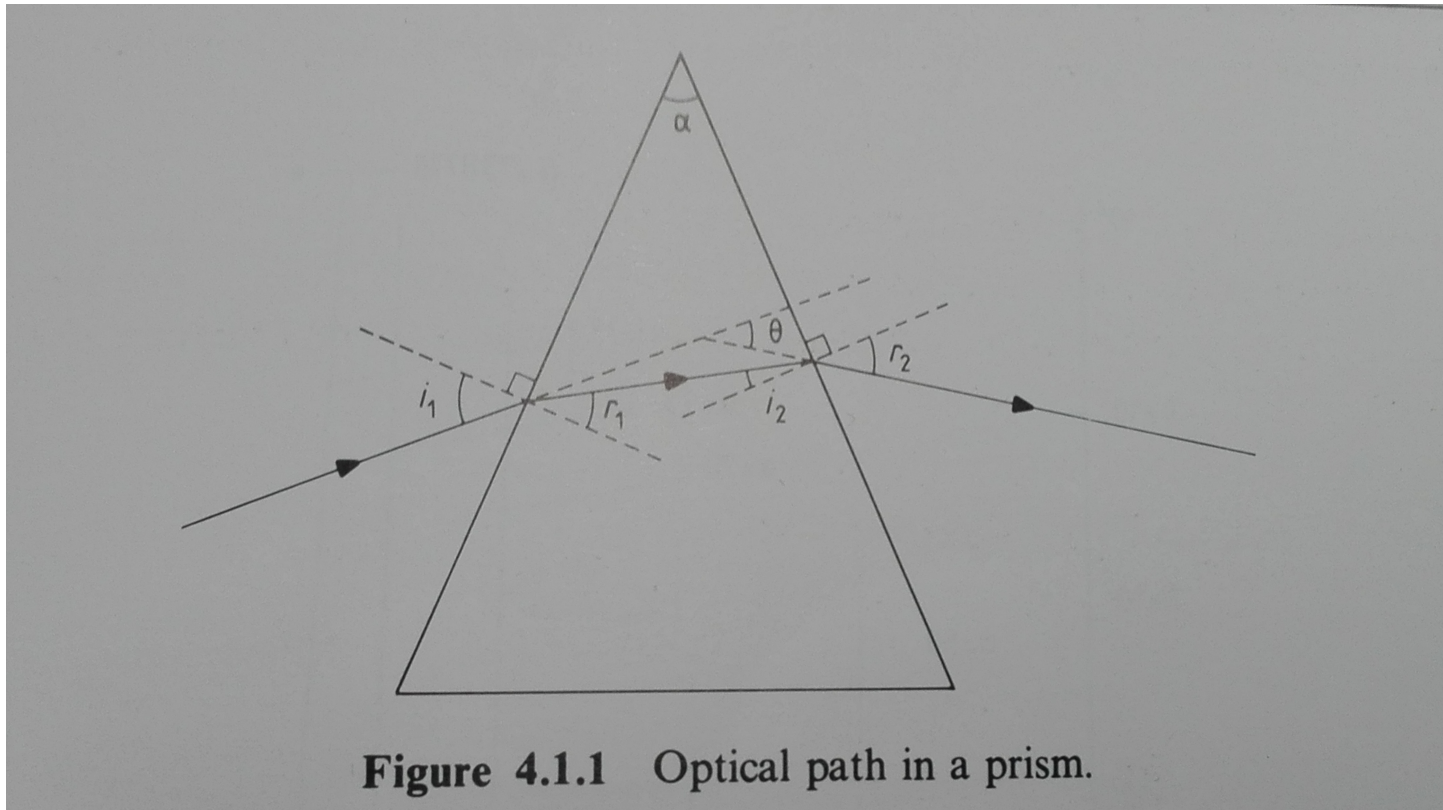
Refracció diferencial



Refracció diferencial



Dispersion of light through a prism



$$i_1 + r_2 - \alpha = \theta$$

$$\theta = i_1 - \alpha + \arcsin \left[\left(A + \frac{B}{\lambda - C} \right) \sin \left(\alpha - \arcsin \left(\frac{\sin i_1}{A + \frac{B}{\lambda - C}} \right) \right) \right]$$

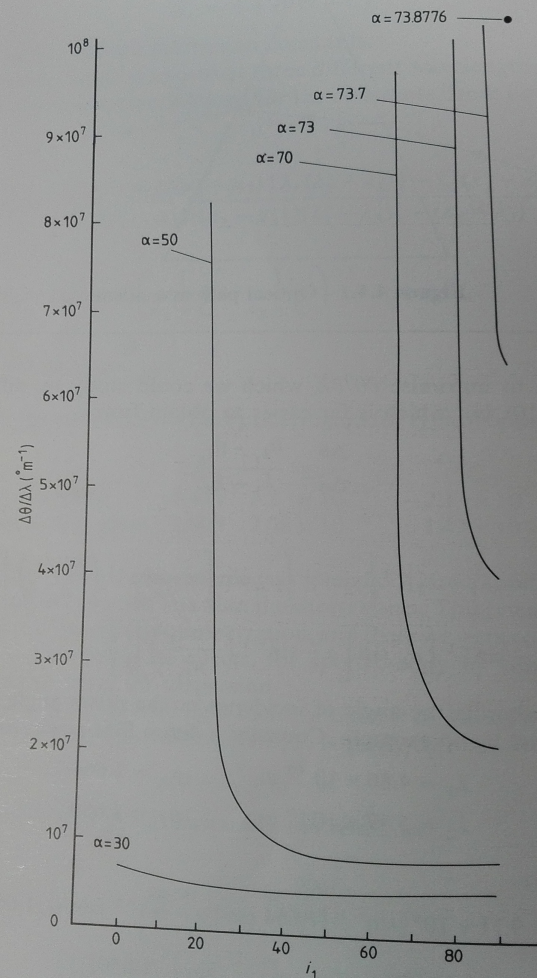


Figure 4.1.2 Variation of $\Delta\theta/\Delta\lambda$ with angle of incidence for a dense flint prism, for various apex angles, α .

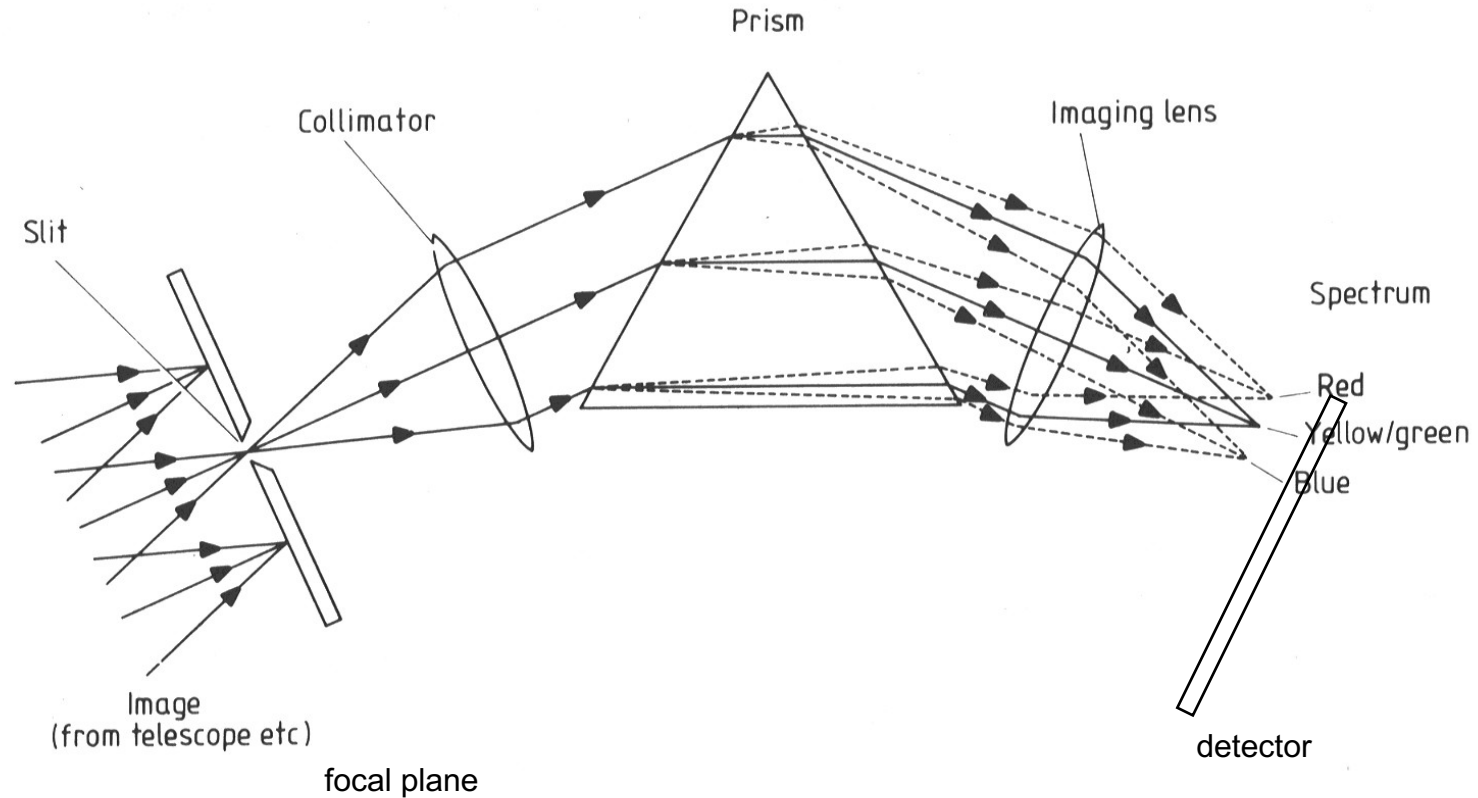
Dispersió angular: $\Delta\theta / \Delta\lambda$

$\Delta\theta / \Delta\lambda$ proporcional a $(\lambda - C)^{-2}$

Dispersió màx: $i_1 = 90^\circ$; $\alpha = 73,876^\circ$

Dispersió mín: $i_2 = r_1 = \alpha/2$

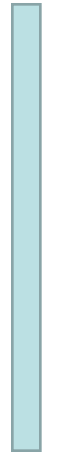
Refracció diferencial: configuració bàsica



Dispersió lineal: $\Delta\theta / \Delta\lambda \rightarrow \Delta x / \Delta\lambda = f_2 \cdot \Delta\theta / \Delta\lambda$

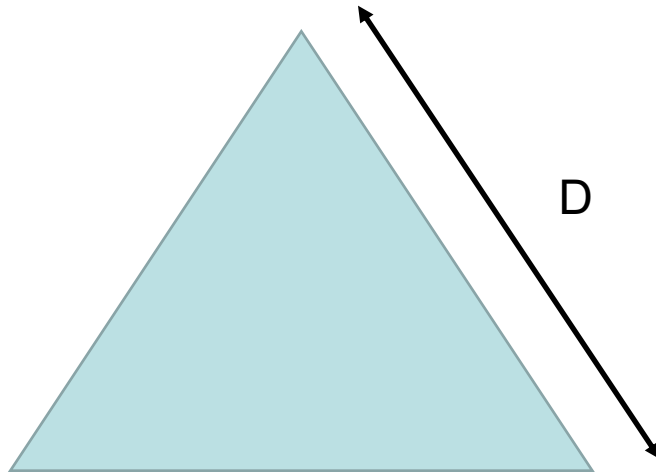
Valors típics entre 0.1 i 50 nm mm⁻¹ (alta i baixa resolució)

Escletxa



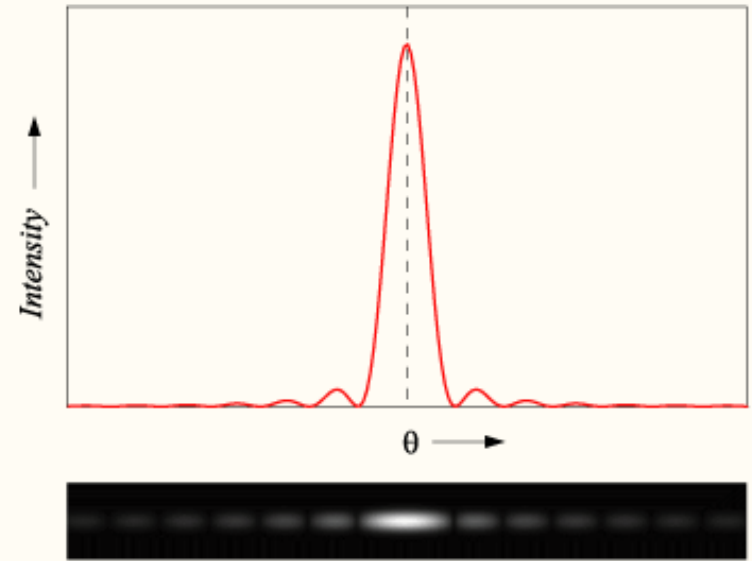
s

Prisma



D

Single-slit diffraction pattern



D = mida del feix de llum que veu la lent imatge

Amplada de la imatge difracció (Rayleigh) = $f_2 \lambda / D$

Resolució de l'escletxa: $s = f_1 \lambda / D$

Resolució espectral $R = D d\theta / d\lambda$

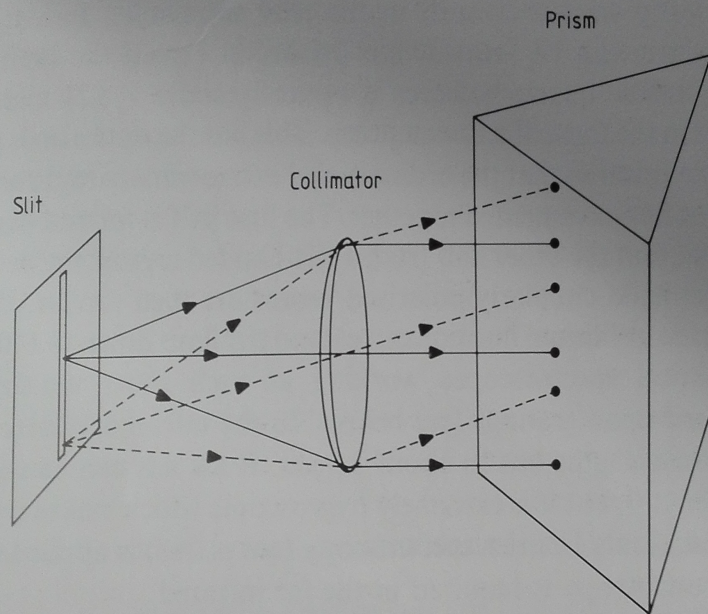
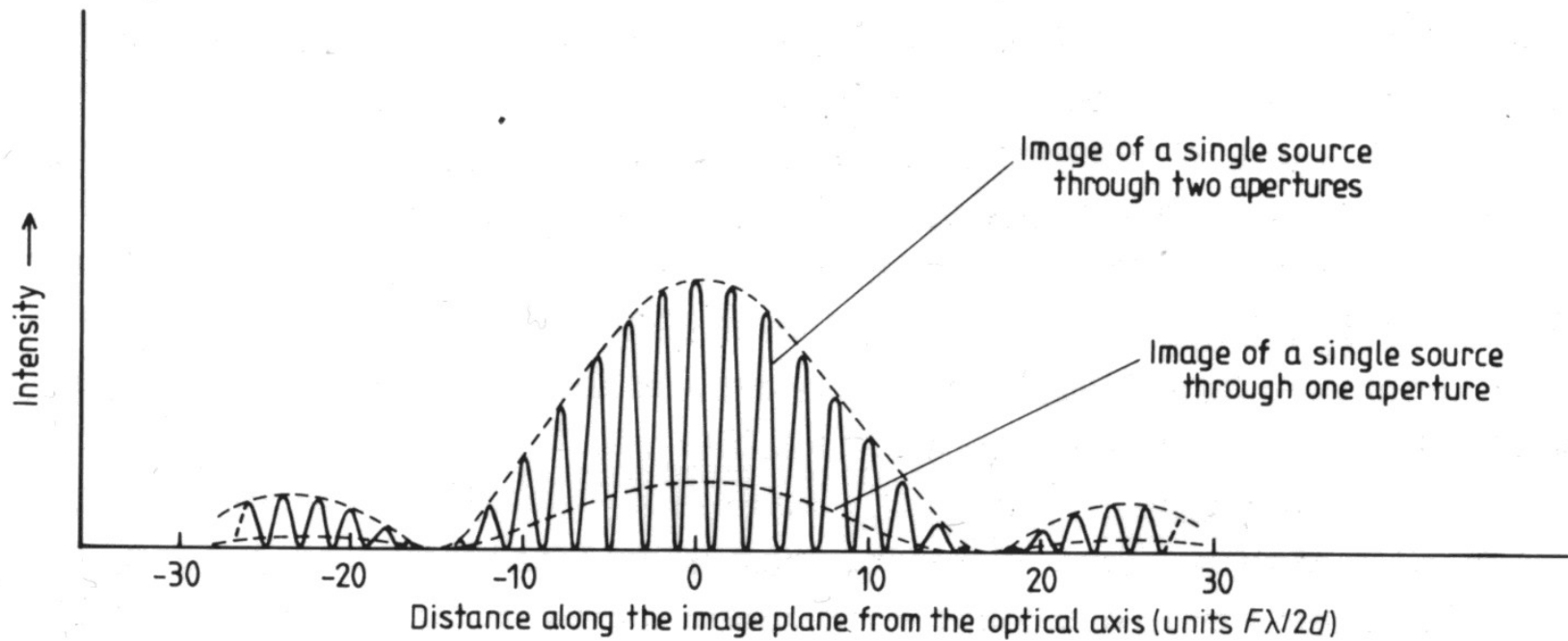
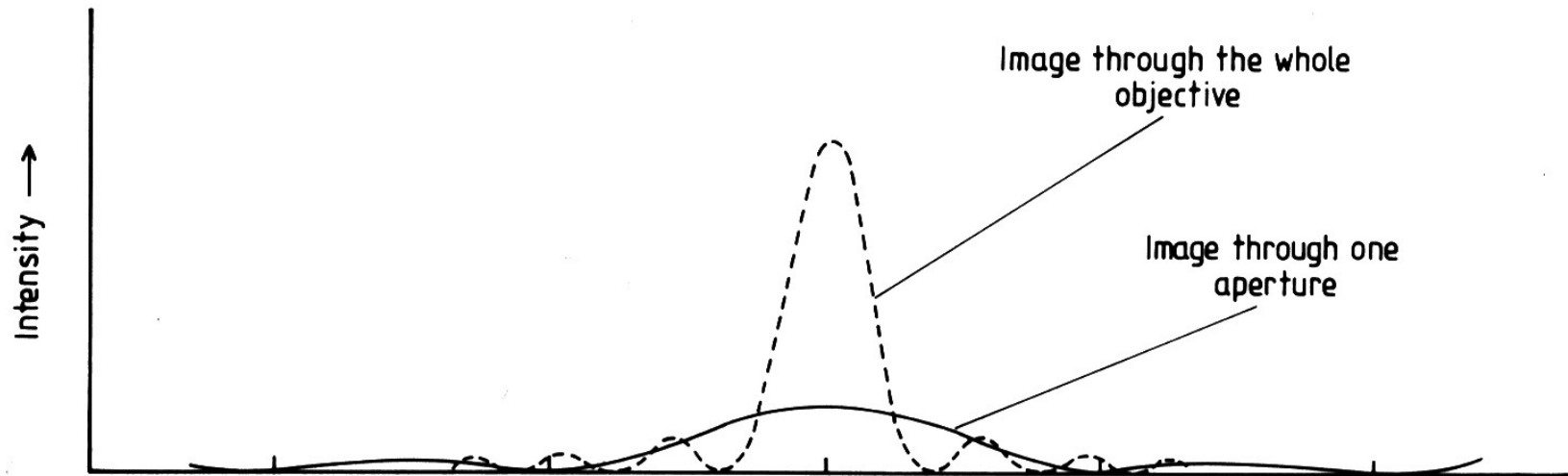


Figure 4.1.7 Light paths of rays from the centre and edge of the slit of a spectroscopy.

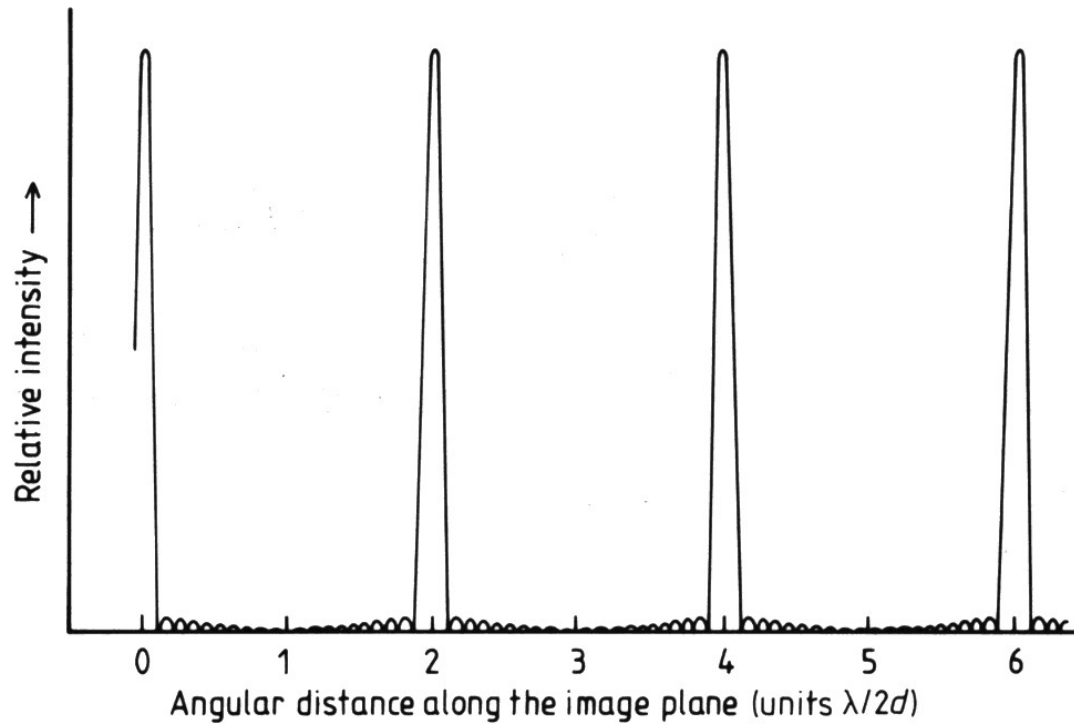
Resolució varia al llarg de l'espectre

Diferent angle d'incidència al colimador

Difracció + Interferència



Difracció + Interferència



Imatge (d'interferència) d'una font puntual observada
a través d'un sistema de vint obertures

Difracció + Interferència

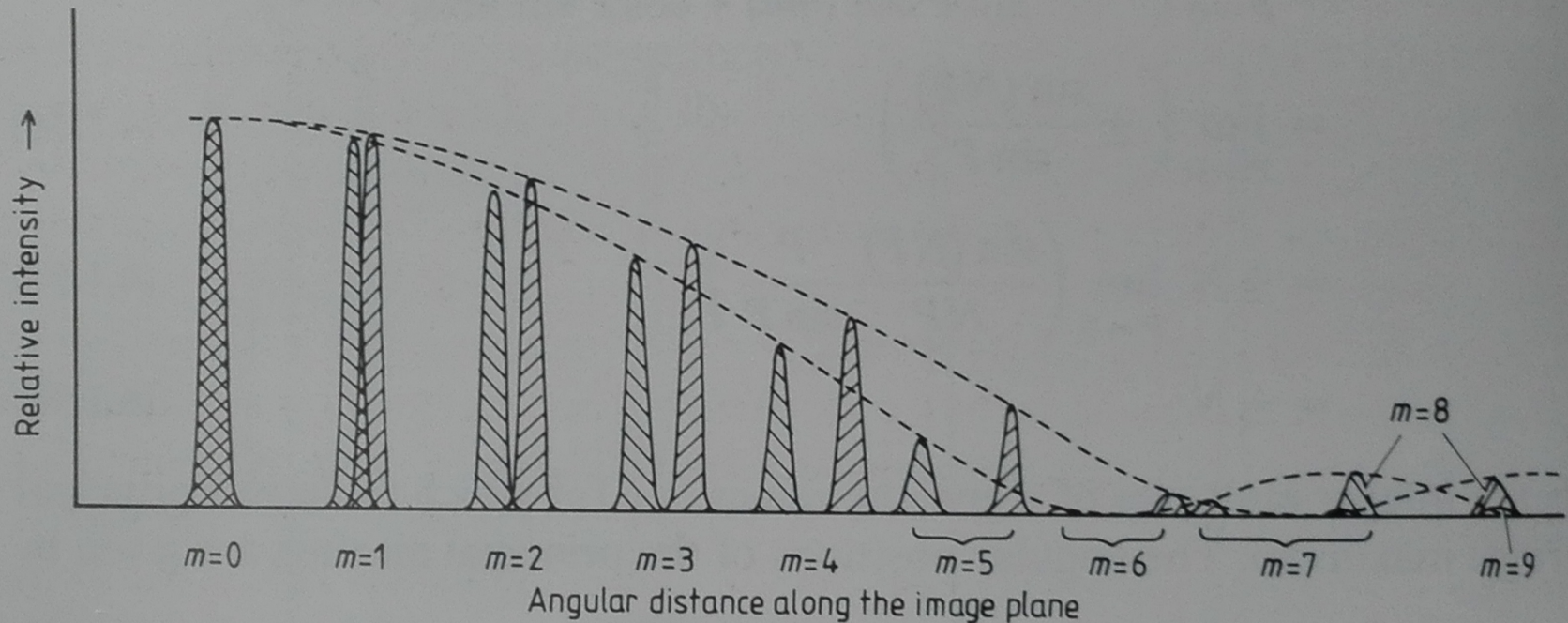


Figure 4.1.10 A portion of the image structure for a single bichromatic point source viewed through several apertures.

N obertures de mida D separades una distància d

Posició dels màxims: $\sin\theta = m \lambda / d$

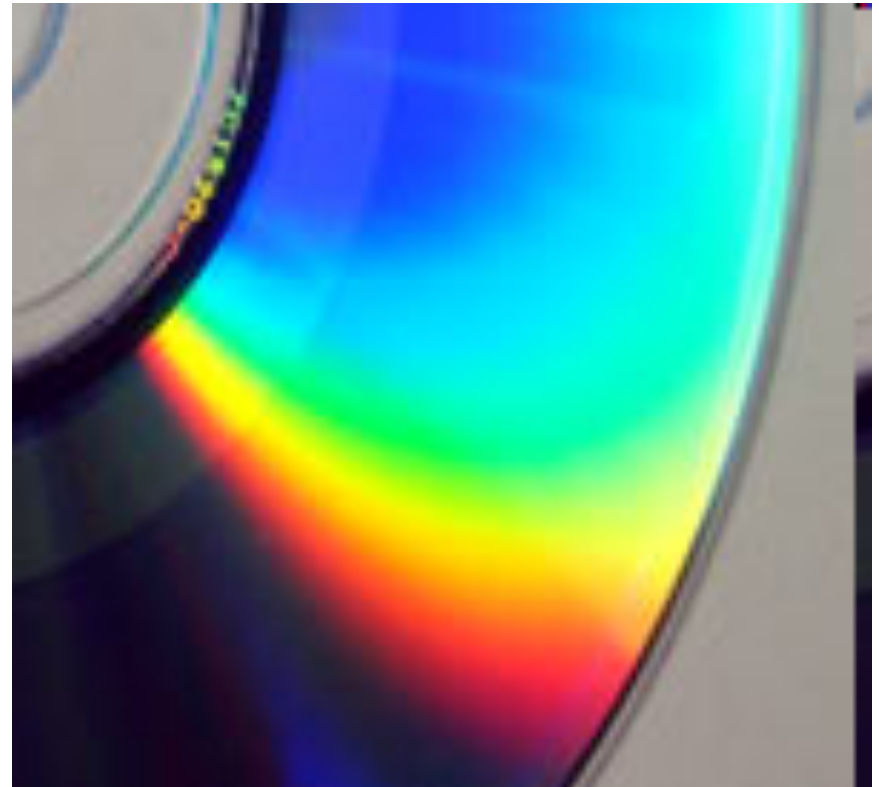
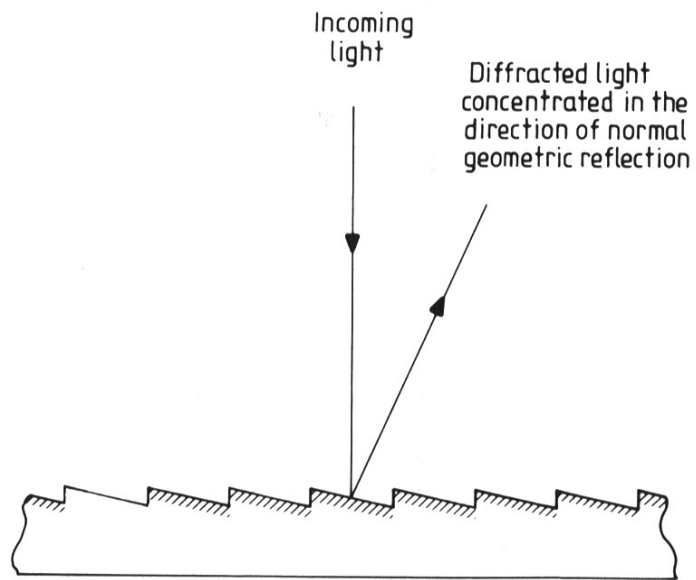
Posició dels mínims → amplada del maxím : $\sin\theta = \lambda / Nd$

$R = \lambda / \Delta\lambda = Nm \rightarrow 100\text{-}1000 \text{ escletxes/mm} \rightarrow R \text{ entre } 1000 \text{ i } 100.000$



Xarxes de difracció (diffraction grating)

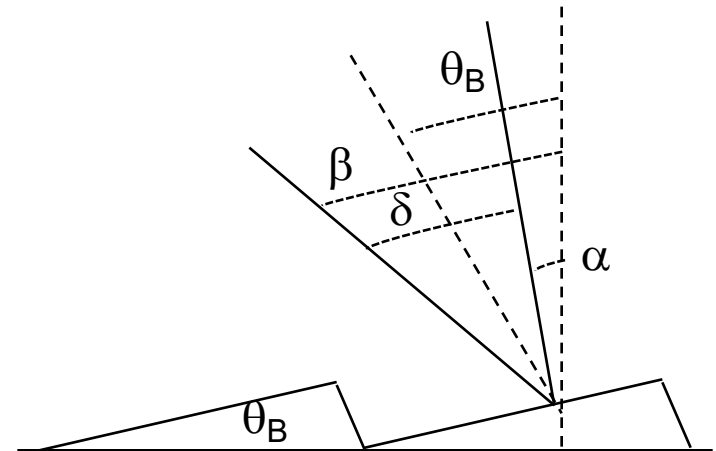
Refracció





Xarxes de difracció (diffraction grating)

Refracció

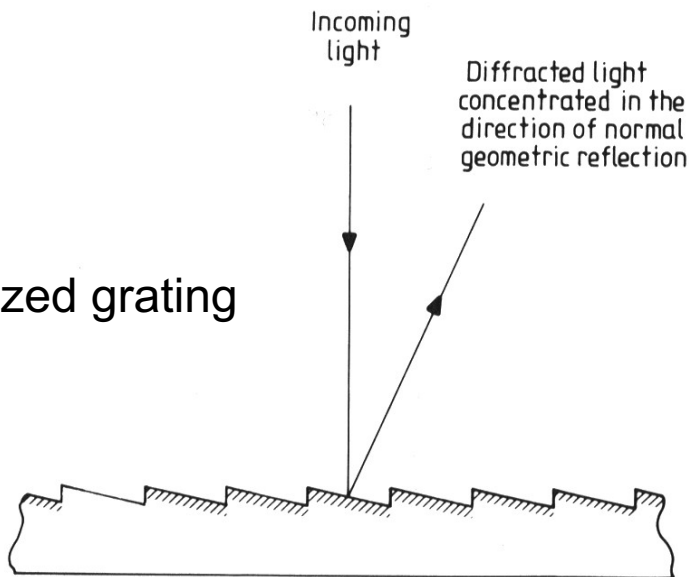


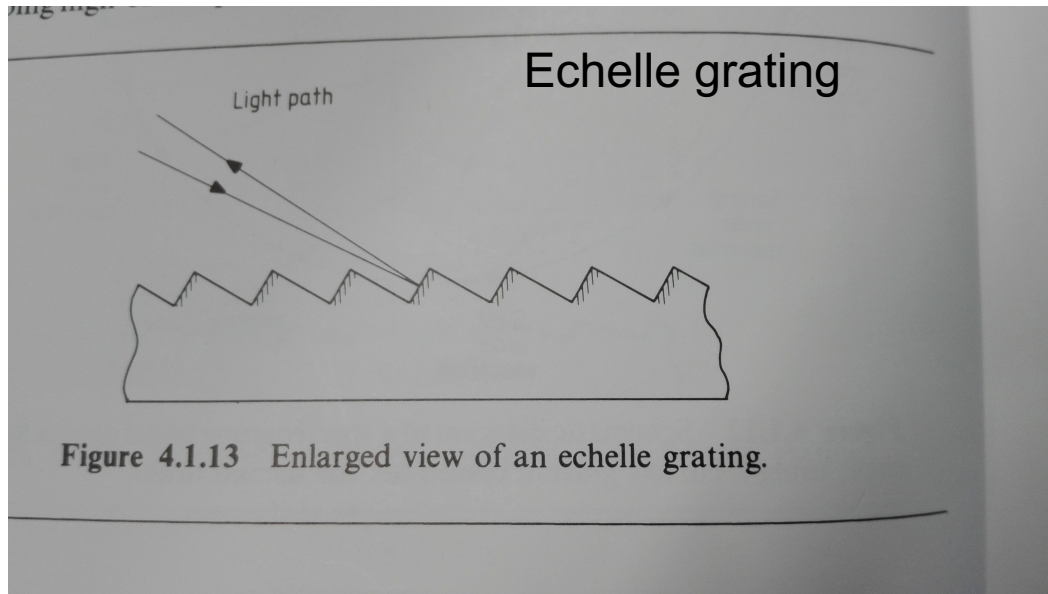
$$\lambda_B = 2d \sin \theta_B \cos (\delta/2)$$

Fixat θ_B per construcció, cada angle d'incidència δ i dona una λ_B per a la qual la quantitat de llum és màxima

Angles d'incidència grans \rightarrow pèrdues

Blazed grating



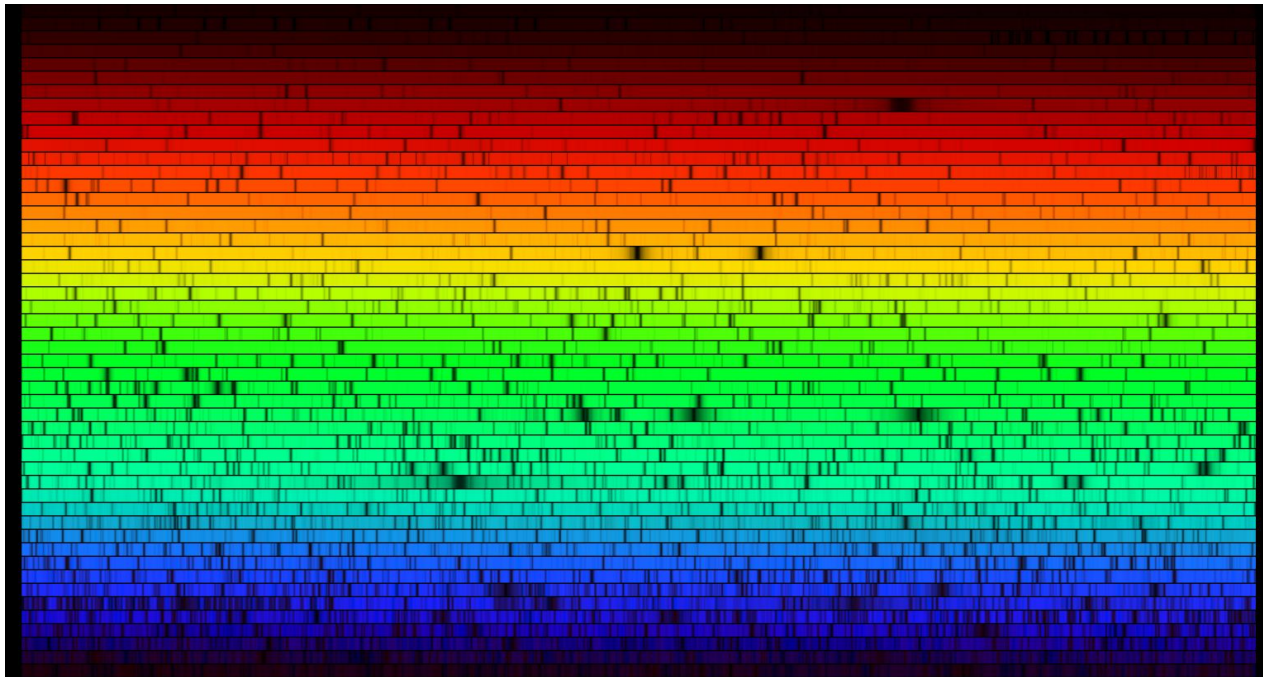


θ_B és gran, α i β també
 10 per mm $\rightarrow d$ és gran

Concentren la llum de molts
 espectres d'ordres grans \rightarrow

$R = Nm \rightarrow m$ gran implica R gran

Cal un segon dispersor per
 separar els ordres

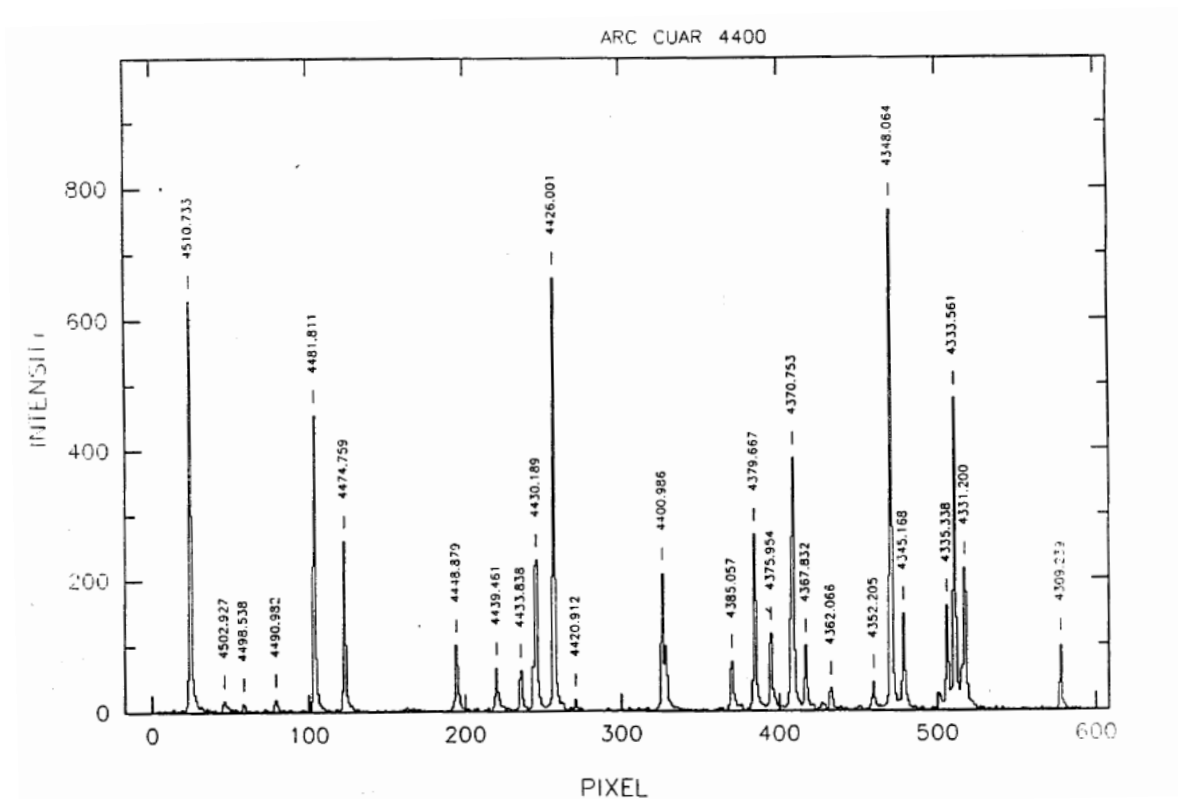


Altres espectrògrafs

- Rowland
- Fabry-Perot (interferometria)
- Michelson (interferometria)

Calibratge

- Càmera CCD → bias, dark, flat field
- Escala longituds d'ona (làmpada de comparació)



Diversos tipus de làmpades:

Tori-Argó

Mercuri

Couere-Argó

Heli

Al/Ca/Mg/Ne