

# Astronomia observacional

Sergi Blanco Cuaresma

25 de juny de 2011

## Resum

Apunts de l'assignatura d'Astronomia Observacional de la Universitat de Barcelona.

## Índex

<b>1</b>	<b>L'observació astronòmica</b>	<b>3</b>
1.1	Formes d'estudiar l'univers	3
1.2	Tipus d'anàlisi	3
1.3	Atmosfera terrestre	4
1.3.1	Mesura de l'efecte de l'atmosfera	6
1.3.2	Refracció	6
<b>2</b>	<b>Telescopis òptics i radiotelescopis</b>	<b>7</b>
2.1	Difracció i resolució	7
2.2	Pla focal i escala	9
2.3	Observador	10
2.4	Tipus de telescopi	11
2.5	Muntures	14
2.6	Última generació de telescopis terrestres	15
2.7	Radioastronomia	15
2.7.1	Mètode d'observació	16
2.7.2	Contribucions a les mesures	16
2.7.3	Calibració atmosfèrica	17
2.7.4	Sensibilitat del radiotelescopi	17
2.7.5	Densitat de flux	18
<b>3</b>	<b>Detectors</b>	<b>18</b>
3.1	Selector espectral	19
3.1.1	Dispersius	19
3.1.2	Selectius: Filtres	20
3.1.3	Filtre efectiu	21
3.2	Enregistradors	21
3.2.1	Plaques fotogràfiques	21
3.2.2	Fotomultiplicadors per efecte fotoelèctric	21
3.2.3	Semiconductors: CCDs i CMOS	22
3.3	Fotometria	25
3.4	Espectroscòpia	26
3.4.1	Prismes	27
3.4.2	Escletxa ( <i>slit</i> )	28
3.4.3	Resolució	28

3.4.4	Xarxes de difracció . . . . .	29
3.4.5	Mètode d'obtenció d'espectres . . . . .	31
<b>4</b>	<b>Observació des de l'espai</b>	<b>32</b>
4.1	Missions . . . . .	33
4.2	Subsistemes d'un satèl·lit . . . . .	33
<b>5</b>	<b>Annex I. Errors</b>	<b>34</b>
5.1	Xifres significatives . . . . .	34
5.2	Tipus d'error . . . . .	34
5.3	Propagació d'errors . . . . .	34

# 1 L'observació astronòmica

## 1.1 Formes d'estudiar l'univers

1. Fotons/radiació electromagnètica emesa per objectes: aquests es veuen modificats pel medi interestel·lar i la curvatura de l'espai, a més de l'atmosfera terrestre que afegeix distorsió. Els fotons poden tenir diferents energies (o longituds d'ona/freqüència):

$$E = h\nu = h \cdot \frac{c}{\lambda} = m \cdot c^2 \quad (1)$$

a on  $h$  és la constant de Planck,  $c$  la velocitat de la llum,  $\nu$  la freqüència,  $\lambda$  la longitud d'ona i  $m$  la massa. Quan s'observa, es rep una barreja de fotons de moltes longituds d'ona diferents.

2. Meteorits: anàlisi químics i cristallografia (forma) per a estudiar la composició.
3. Neutrins: proporcionen informació sobre el ritme de les reaccions nuclears, no obstant són difícils d'observar per la seva baixa interacció.
4. Ones gravitatòries: teòricament creades pel moviment de grans masses (p.ex. estrelles binàries), no obstant no s'han aconseguit observar encara.
5. Radar: mitjançant l'enviament d'ones de radio a la lluna o a venus, es poden mesurar distàncies i analitzar la geografia.
6. Viatjar in situ.

## 1.2 Tipus d'anàlisi

- Astrometria, a on importa la direcció en la que ve el fotó donat que estudia:
  - Posicions
  - Moviments propis
  - Paral·laxis
  - Relativitat general
  - Òrbites d'estrelles dobles
- Fotometria: Estudia la magnitud dels objectes i importa el nombre de fotons que arriben. Es habitual l'ús de filtres per mesurar la intensitat de fotons en un rang de longituds d'ona determinat. Permet detectar variacions com per exemple:
  - Pulsars
  - Estrelles dobles (eclipsis)
  - Exoplanetes
- Espectroscòpia: Analitza el nombre de fotons per cada longitud d'ona (distribució en freqüència). A partir de les línies d'absorció i emissió es pot determinar:
  - Composició química
  - Detecció d'estrelles dobles que no poden distingir-se visualment per efecte doppler. És possible determinar masses i períodes
  - Tipus d'estrella i temperatura
  - Velocitats radials per efecte doppler (*redshift*)
- Polarimetria: Mesura el grau de polarització de la radiació que arriba. Permet analitzar el medi interestel·lar.

En funció del que es vol observar, es seleccionarà el tipus de telescopi i detector més adient segons la seva resolució temporal, espectral, espacial, etc.

### 1.3 Atmosfera terrestre

L'atmosfera esta formada per un gas en equilibri radioactiu que s'escalfa pel sol i es refreda emeten fotons. La composició principal és:

Percentatge	Element
78%	$N_2$
21%	$O_2$
0.9%	$Ar$
0.04%	$CO_2$
Resta	$H_2O$ , $O_3$ , etc.

Taula 1: Composició de l'atmosfera terrestre

Aquells elements menys abundants són els que més afecten a l'observació:

- $H_2O$ : El vapor d'aigua absorbeix la radiació que es troba entre l'infraroig i les ones de radio. Com més altes són les temperatures, majors són les quantitats de vapor d'aigua.
- $O_3$ : Principalment es troba a l'estratosfera. En aquesta capa, l'oxigen molecular ( $O_2$ ) és capaç d'absorbir la radiació ultravioleta del Sol i les seves molècules es dissocien en àtoms individuals (O). Aquests àtoms d'oxigen, altament reactius, es combinen amb altres molècules d'oxigen i formen molècules triatòmiques d'oxigen ( $O_3$ ), l'anomenat ozó.

L'atmosfera terrestre es troba dividida en diverses capes amb variacions significatives de temperatura. En ocasions poden tenir lloc inversions tèrmiques i, per exemple, fer més fred a altituds baixes que a una muntanya elevada.

- Exosfera: La exosfera és la capa més externa de l'atmosfera de la Terra. L'exosfera passa d'uns 640 km d'altura a uns 1.280 km. El límit inferior de l'exosfera es diu el nivell crític d'escapament, on la pressió atmosfèrica és molt baixa (els àtoms de gas són molt espaiats) i la temperatura és molt baixa.
- Ionosfera: La ionosfera comença a 70-80 km d'altura i es perllonga durant centenars de quilòmetres (640 km). Conté molts ions i electrons lliures (plasma). Els ions es formen quan la llum incideix en els àtoms i arrenca alguns dels electrons. Les aurores boreals i australs es produeixen a la ionosfera quan durant la nit es recombinen els ions amb els electrons i emeten fotons (també anomenat fluorescència).
- Mesosfera: La mesosfera es caracteritza per temperatures que ràpidament disminueixen a mesura que augmenta l'altura. S'estén des entre els 50-60 i els 80 km sobre la superfície de la terra.
- Estratosfera: L'estratosfera es caracteritza per un augment lleu de la temperatura amb l'altitud i l'absència de núvols. S'estén entre els 17 i 50 km sobre la superfície de la terra. La capa d'ozó ( $O_3$ ) es troba a l'estratosfera:
  - Forma d'oxigen crucial per a la supervivència a la terra; aquesta capa absorbeix una gran quantitat d'energia solar ultraviolada. Només els núvols més alts arriben a l'estratosfera inferior.
- Tropopausa: La tropopausa és la zona de frontera (o capa de transició) entre la troposfera i l'estratosfera. La tropopausa es caracteritza per poc o cap canvi de la temperatura segons s'augmenta l'alçada.
- Troposfera: La troposfera és la regió més baixa. A la Terra, que va des del sòl (o mar) fins al nivell d'uns 17 km d'altura. El clima i els núvols es produeixen a la troposfera. La temperatura generalment disminueix a mesura que augmenta l'altitud.

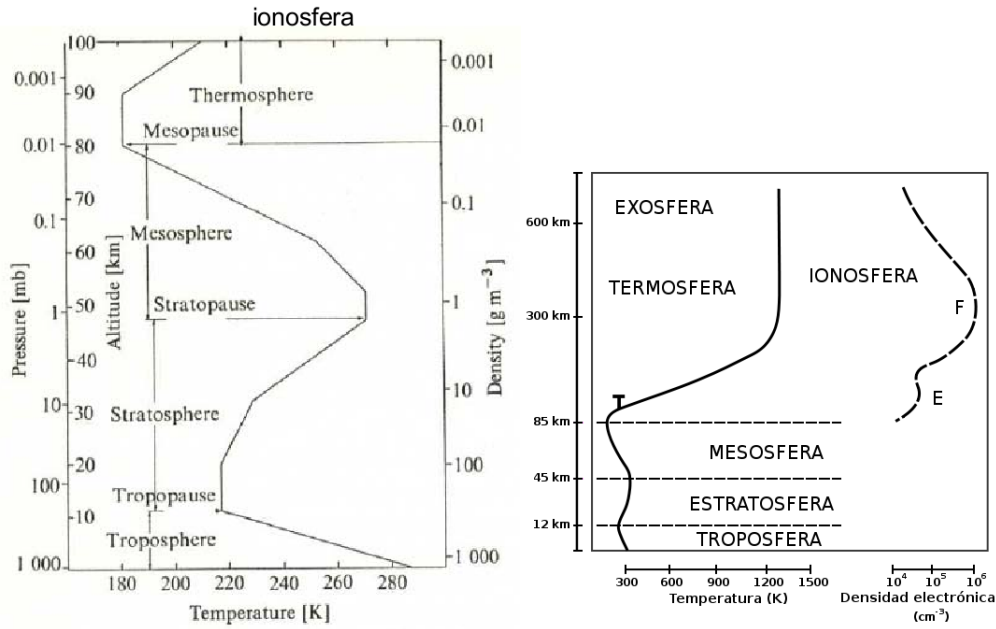


Figura 1: Capes de l'atmosfera terrestre

L'atmosfera terrestre resulta més o menys opaca segons per a quines longituds d'ona, existint dos finestres d'observació a l'òptic/infraroig proper i a radio:

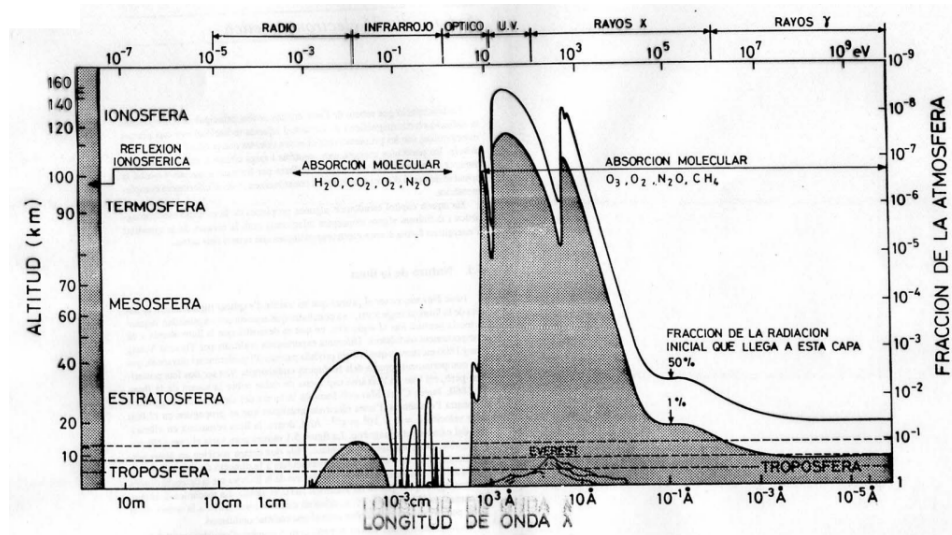


Figura 2: Grau d'absorció de l'atmosfera segons la longitud d'ona i l'alçada de l'observador.

L'atmosfera produeix línies d'absorció i emissió addicionals (les anomenades línies tel·lúriques per l'oxigen i el vapor d'aigua). Per exemple, el cel és blau perquè l'atmosfera tendeix a difondre (*scattering*, proporcional a  $\frac{k}{\lambda^4}$ ) en totes direccions els fotons blaus més que els vermells:

$$\lambda_{blau} < \lambda_{groc} < \lambda_{vermell} \rightarrow Difussió_{blau} > Difussió_{groc} > Difussió_{vermell} \quad (2)$$

Com més elevat es troba l'observador, menys es veurà afectat per l'extinció atmosfèrica. De la mateixa forma,

si l'objecte a observar es troba just al zenit (90 graus sobre l'horitzó) els fotons han de travessar menys atmosfera que si es troba a una alçada més baixa.

### 1.3.1 Mesura de l'efecte de l'atmosfera

L'extinció i absorció atmosfèrica es pot mesurar mitjançant l'observació d'un o diversos objectes a diferents alçades, per això es defineix el concepte de massa d'aire que depèn de l'alçada de l'objecte mesurat  $h$  o la distància zenital  $z = 90 - h$ :

$$X = \frac{1}{\cos(z)} = \frac{1}{\sin(h)} \quad (3)$$

Si l'observació és al zenit  $h = 90$ , llavors  $X = 1$  i en canvi a mesura que l'alçada és més baixa  $h \rightarrow 0$  llavors la massa d'aire  $X \rightarrow \infty$ .

Els objectes observats es mesuren en termes de magnituds:

$$m = -2.5 \log(f) + ct \quad (4)$$

a on  $f$  és l'energia o flux que es rep de l'objecte. Degut a l'atmosfera, el que realment s'està mesurant és la magnitud de l'objecte i l'efecte d'aquesta:

$$m(X) = m(X=0) + kX \quad (5)$$

a on  $k$  és el coeficient d'absorció que serà superior per longituds d'ones més baixes. Per exemple, pels filtres típics UBVRIJLMN,  $k_U > k_B > k_V > k_R > K_I > \dots$

En termes generals no és recomana observar per sota d'alçades de  $30^\circ$ , amb nits amb pols i/o núvols o quan la determinació de l'extinció atmosfèrica no s'aproxima a una recta (creixent com més s'allunya del zenit).

### 1.3.2 Refracció

Les capes de l'atmosfera disposen d'índex de refracció diferents ( $n_1 \sin(\theta_1) = n_2 \sin(\theta_2)$ ) que, de forma acumulativa, varien la direcció dels fotons (angles  $\theta$ ) i provoquen el moviment aparent d'objectes puntals com les estrelles.

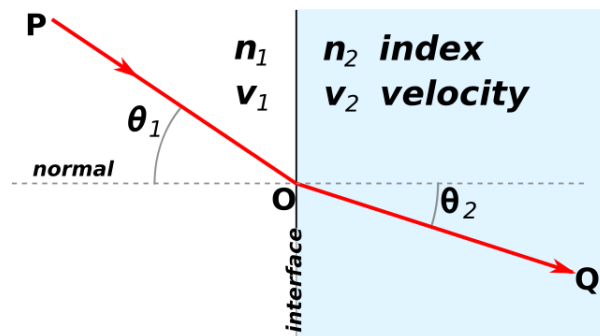


Figura 3: Efecte de refracció

Aquest mateix efecte fa que a la posta de sol, aquest estigui realment per sota de l'horitzó tot i que un observador el pugui veure.

En funció de la massa d'aire i l'estabilitat de les diferents capes, l'efecte serà major o menor i tindrà un impacte a les observacions (p.ex. si es vol mesurar la distància entre estrelles). Aquest efecte es denomina *seeing* (mesurat en segons d'arc) i com més gran, més borrosa serà la imatge i més variacions hi haurà a l'hora de mesurar la intensitat d'un objecte.

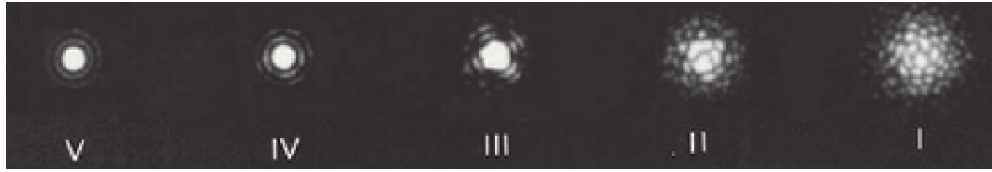


Figura 4: *Seeing*

Per determinar el *seeing* es poden mesurar estrelles que estan aparentment molt aprop, si es veuen resoltes (s'observen ambdues), llavors el *seeing* és inferior a la seva separació angular i viceversa.

Finalment, l'últim efecte de refracció a considerar és el generat per la contaminació lumínica. Per exemple, aprop de grans ciutats, part de la llum d'aquesta rebota de retorn a l'atmosfera i afecta a les observacions (fons de cel més brillant).

Per minimitzar els efectes de la refracció atmosfèrica caldria:

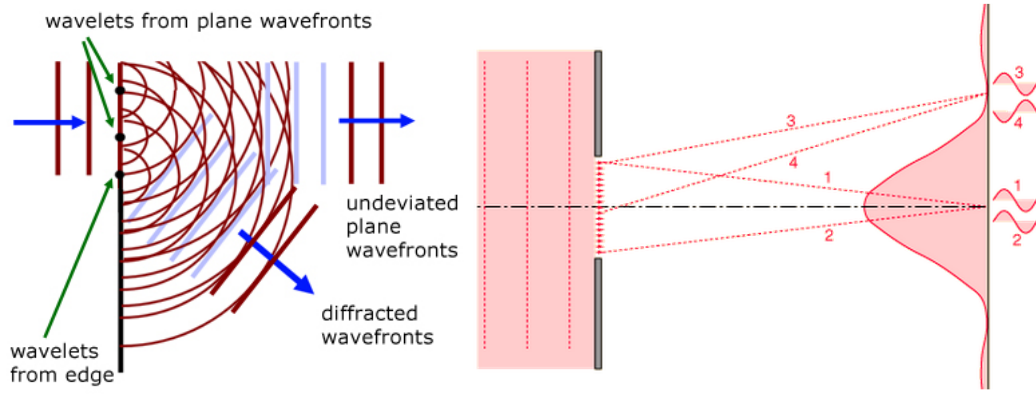
- Pujar a grans alçades (com menys atmosfera per sobre, millors condicions)
- Ubicar-se en lloc amb poques turbulències (p.ex. produïdes per la geografia: valls entre muntanyes, llocs amb propensió a la inversió tèrmica de capes).
- Seleccionar llocs secs (menys quantitat de  $H_2O$  a l'atmosfera)
- Situar-se lluny de zones amb alta contaminació lumínica

## 2 Telescopis òptics i radiotelescopis

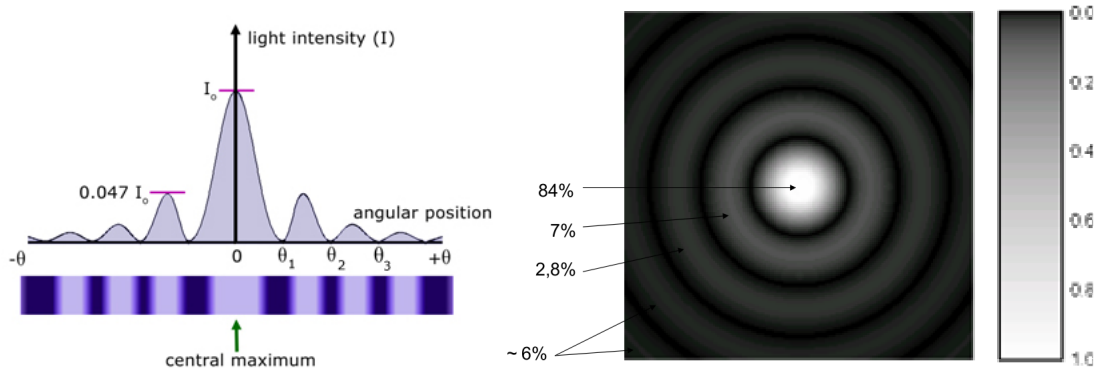
L'objectiu d'un telescopi és recollir la radiació electromagnètica, mentre que els detectors (secció 3) s'encarreguen d'enregistrar aquesta radiació.

### 2.1 Difracció i resolució

A un telescopi les imatges es formen per difracció, es a dir, quan les ones procedents d'una font quasi puntual troben una petita obertura, deixen de propagar-se en línia recta.



(a) Cancel·lació d'ones (esquerra) i patró resultant (dreta)



(b) Patró resultant (esquerra) i disc d'airy (dreta)

Figura 5: Efecte de difracció

A la figura 5a (dreta), el pic central pot caracteritzar-se per l'angle  $\theta$  (en radians) format entre la línia que passa pel seu màxim i una línia que va des de la part central de l'obertura fins a un dels punts més baixos del pic principal (aproximadament coincideix amb la línia 4). Aquest angle es troba relacionat amb la capacitat de resolució de l'instrument i depèn tant de la longitud d'ona com del diàmetre de l'obertura:

$$\theta = \frac{1.22\lambda}{D} \quad (6)$$

Per a una longitud determinada (p.ex.  $\lambda = 550nm$ ), la resolució disminueix ( $\theta$  augmenta) a mesura que fem el diàmetre més petit. De la mateixa forma, per a un diàmetre determinat, la resolució disminueix ( $\theta$  augmenta) per longitud d'ones més gran (per això per radioastronomia es requereixen diàmetres molt grans). Cal destacar que els telescopis terrestres amb molt alta resolució (p.ex.  $\sim 0.36$ ) es veuen limitats pel *seeing* (p.ex. un *seeing* molt bo  $\sim 0.6$  i un aprop d'una ciutat  $\sim 2.5$ ).

En cas de que la llum de dos objectes entrin al telescopi, es consideraran resoltes segons el criteri de Rayleigh (dos objectes separats es poden resoldre si el màxim d'un coincideix amb el mínim de l'altre):

$$\theta = \frac{1.22\lambda}{D} \leq \text{maxim del segon objecte} \quad (7)$$



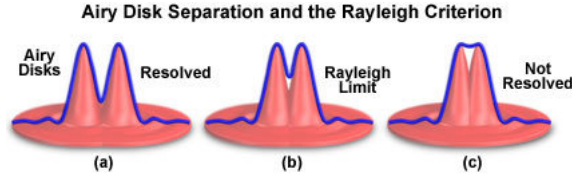


Figura 6: Criteri de Rayleigh per considerar si dos fonts estan resoltes

No obstant, aquest criteri és difícil d'aplicar si els dos objectes tenen intensitats molt diferents.

## 2.2 Pla focal i escala

La radiació que arriba a un telescopi en paral·lel, al passar per la lent es concentra en el pla focal  $f$ .

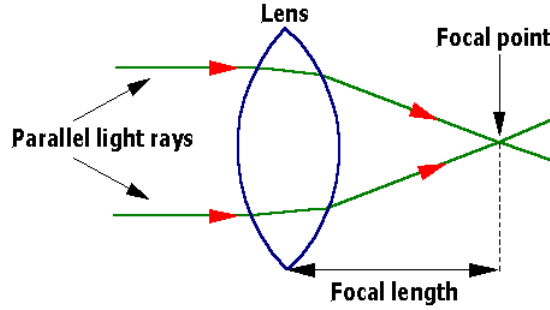


Figura 7: Pla focal

En cas d'observar dos objectes separats per una distància angular  $\alpha$  amb un telescopi, es formaran dos projeccions al pla focal separades per una distància  $d$ . Aquests dos paràmetres es troben relacionats amb la distància focal  $f$  (separació entre la lent i el pla focal):

$$\tan(\alpha) \approx \alpha = \frac{d}{f} \quad (8)$$

Per a distàncies angulars petites és vàlida l'aproximació  $\tan(\alpha) \approx \alpha$ . En aquest sentit, es defineix com a escala amb  $\alpha$  en radians:

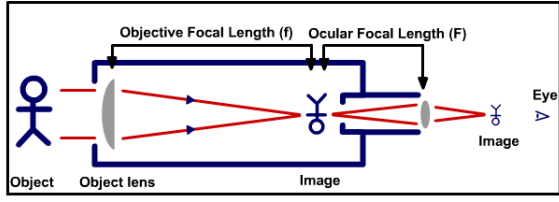
$$\frac{\alpha}{d} = \frac{1 \text{ rad}}{f} \quad (9)$$

o bé,  $\alpha$  en segons d'arc (") i  $d, f$  en mil·límetres (mm):

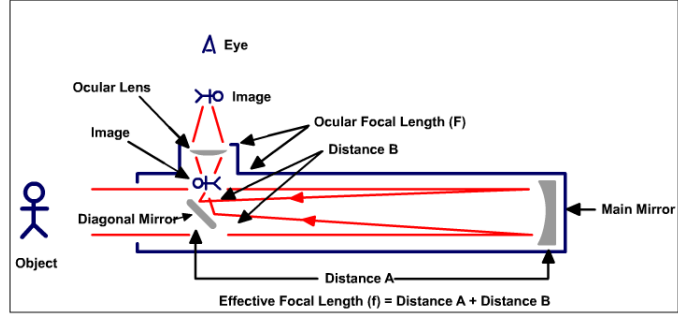
$$\frac{\alpha}{d} = \frac{206265 \text{ arcseconds}}{f} \quad (10)$$

Si s'incrementa el pla focal, l'escala disminueix (menys segons d'arc per mil·límetre  $\rightarrow$  imatge més "profunda") i viceversa. Per tant, a igualtat d'obertures, els objectius de focal curta formen en el pla focal imatges més denses dels objectes extensos (reben més lluminositat en menys espai). En aquest sentit, per a especificar la lluminositat de les imatges formades per un objectiu en el pla focal s'utilitza un paràmetre mixt, el quocient entre la distància focal i l'obertura, anomenat relació focal  $\frac{f}{D}$ .

Per altra banda, per a l'observació directa, els telescopis disposen d'un ocular que també té una distància focal respecte al pla.



(a) Refractor



(b) Reflector

Figura 8: Ocular

En aquest cas, la distància entre les projeccions al pla focal de dos estrelles continua estant representada per  $d$ , la distància focal de l'ocular és  $f'$  i la distància angular a la que arriba a la lent de l'ocular  $\alpha'$ :

$$\tan(\alpha') \approx \alpha' = \frac{d}{f'} \quad (11)$$

Si s'aïlla la distància  $d$  i es combina amb l'equació 8:

$$\frac{\alpha'}{\alpha} = \frac{f}{f'} \quad (12)$$

Per una focal  $f$  i una distància angular  $\alpha$  determinats, si es redueix la focal de l'ocular  $f'$ , augmenta la distància angular  $\alpha'$  i per tant l'observador veu la imatge augmentada. Cal destacar però que si la imatge no està resolta al pla focal, no es veurà resolta amb cap tipus d'ocular. Per tant, un major augment no implica una millora en la qualitat de les dades que es mesuren.

Telescopi	Focal $f$ (mm)	Escala ("/mm)	Diàmetre $\Phi$ (mm)	Resolució (mm) per $\lambda = 550nm$
C8	2030	0.68	203.2	103.13
C14	3910	0.39	355.6	52.75
Tekahashi	1216	$\sim 1''.2$	152	169.6
Meade	4064	$\sim 0''.36$	400	50.75

Taula 2: Telescopis típics

## 2.3 Observador

Respecte a l'ull humà, amb un telescopi s'incrementa l'àrea recolectora i la resolució angular.

Un observador que utilitza un telescopi amb el seu ull com a "detector", arribarà a apreciar una magnitud límit de  $m_{telescopi}$  que ha sigut augmentada per l'instrument i, per tant, correspon a una estrella que vista a ull nu tindria una magnitud més feble  $m_{ull} > m_{telescopi}$ . Les estrelles més febles que pot observar un ull humà amb un telescopi ve determinat per aquesta  $m_{telescopi}$  que depèn del diàmetre de l'ull  $D_{ull} = 8mm$ , el límit de l'ull  $m_{ull} = 6mag$  i el diàmetre del telescopi  $D_{telescopi}$ :

$$m_{telescopi} - m_{ull} = -2.5 \log_{10} \frac{Energia_{Telescopi}}{Energia_{ull}} = -2.5 \log_{10} \frac{4\pi r_t^2}{4\pi r_{ull}^2} = -2.5 \log_{10} \left( \frac{D_{telescopi}}{D_{ull}} \right)^2 \quad (13)$$

Telescopi	$m_{telescopi}$ per $m_{ull} = 6$	$m_{ull}$ per $m_{telescopi} = 6$
C-14	-0.27	14.27
Takahashi	-0.39	12.39
Magallanes	-2.49	14.49
2.2m	-6.2	18.20

Taula 3: Exemple de magnituds equivalents entre diferents telescopis i l'ull humà

## 2.4 Tipus de telescopi

En termes generals els telescopis es cataloguen en dos classes:

- Refractors: formats per lents
  - Aspectes positius
    - \* Resistents a desalineacions dels components amb el temps
    - \* El tub amb les lents es troba hermèticament tancat internament i rarament requereix netejar-se
    - \* No hi ha perturbacions per diferències de temperatura en l'aire al tub donat que aquest està aïllat internament
  - Aspectes negatius
    - \* Pateix d'aberracions que amb els reflectors poden ser evitades
    - \* La llum ultravioleta no traspasa les lents
    - \* És molt difícil fer lents sense imperfeccions als dos cantons de la mateixa.
- Reflectors: formats per miralls (mínim mirall primari i secundari)
  - Aspectes positius
    - \* No pateixen de les mateixes aberracions que els refractors
    - \* Més barat de construir
    - \* El tamany del mirall pot ser considerablement més gran que una lent
  - Aspectes negatius
    - \* Amb el temps, és fàcil que hi hagin desalineacions
    - \* El tub es troba obert a l'exterior i s'ha de realitzar un manteniment periòdic
    - \* Degut a la subjecció del mirall secundari, els objectes puntuals (p.ex. estrelles) apareixen a les imatges amb una creu
- Catadiòptrics: combinen lents i miralls

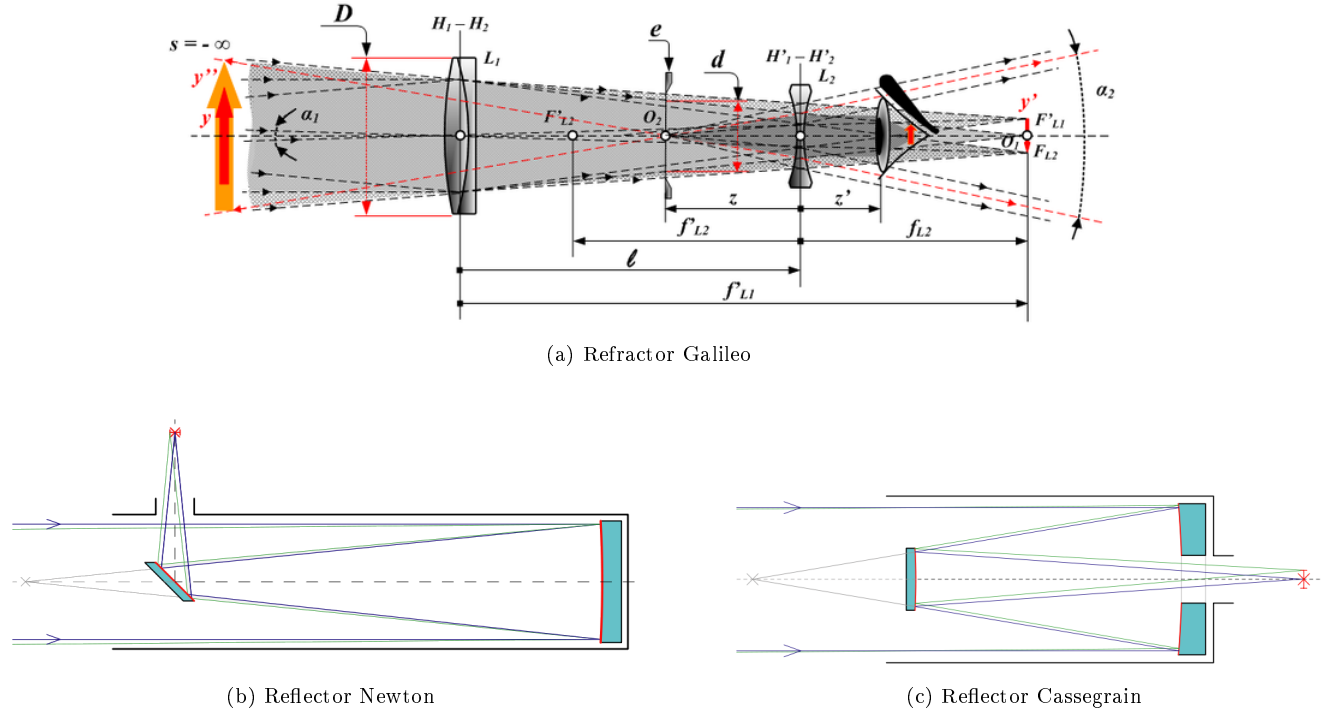


Figura 9: Tipus de telescopi

Les lents dels **telescopis refractors** tenen una curvatura interna  $r_1$  i externa  $r_2$  diferents, de forma que la longitud focal depèn d'aquestes:

$$\frac{1}{f} = (n - 1) \left( \frac{1}{r_1} - \frac{1}{r_2} \right) \rightarrow f = \frac{1}{(n - 1)} \frac{r_1 \cdot r_2}{r_1 + r_2} = \frac{k}{n - 1} \quad (14)$$

on  $n$  és l'índex de refracció i depèn de la longitud d'ona  $\lambda$ .

Si  $n$  disminueix, la focal augmenta, de manera que la imatge es forma en llocs diferents. Els raigs blaus ( $\lambda_{blau}$ ) formen imatge abans que els vermells ( $\lambda_{vermell}$ ) donat que tenen una  $n$  més gran. Quan uns colors estiguin enfocats no ho estaran els altres. Aquest efecte es denomina aberració cromàtica (figura 10b) i per eliminar-la es col·loca una nova lent per tal que la focal sigui constant, o sigui:  $f(blau) = f(vermell)$ . En aquest cas la nova focal vindrà determinada per:

$$\frac{1}{f} = \frac{1}{f_B} + \frac{1}{f_R} \rightarrow f = \frac{f_B \cdot f_R}{f_B + f_R} = \frac{k_1 k_2}{k_1 (n_2 - 1) + k_2 (n_1 - 1)} \quad (15)$$

El resultat és una combinació de lents convergents i divergents. És impossible aconseguir acromaticitat a totes les longituds d'ona alhora, només es pot fer "a parelles". Si es van posant més lents, es van perdent fotons que són absorbits pel mig; és per això que no es poden posar infinites lents.

Les lents produeixen tres tipus d'aberracions addicionals:

- Esfèriques (figura 10a): En funció de la distància a l'eix òptic de cada raig, cadascun focalitza en un punt diferent. Com més lluny del centre òptic, la focal és més curta. El problema és, doncs, que s'obtenen diversos focus. Es pot eliminar completament si la combinació de radis compleix que  $q = \frac{r_2 + r_1}{r_2 - r_1} \sim 0.7$ . També és possible eliminar-la col·locant una lent amb radi variable, de manera que s'aconsegueixi que tots els raigs vagin al mateix punt.
- Coma (figura 10d): Les imatges que vénen d'una certa distància s'obtenen com un conjunt d'imatges desplaçades. L'efecte és important a camps grans. La imatge que es forma serà com una cua de cometa: una

zona més gran que disminueix per darrere (per això es diu coma). Per eliminar-ho cal que  $q \sim \frac{(n-1)(2n+1)}{n+1} \sim 0.8$  (o sigui,  $n \sim 1.5$ ). La imatge serà millor, però no perfecta.

- Astigmatisme (figura 10c): En lents esfèriques, si no són perfectament regulars, el front d'ona ja no és esfèric. Per tant, s'obtenen diverses focals, una per cada punt del front d'ona. Les imatges resulten allargades.
- Curvatura del camp: El pla focal de la lent també té curvatura i, el que es fa servir sempre és pla. De manera que, els raigs que no van a l'eix, formen imatges “en taca”. Per arreglar-ho cal emprar un material per al paper fotogràfic més flexible, per tal que s'adapti a la curvatura de camp.
- Distorsió: En passar per lents de formes diferents, s'obtenen distorsions diverses per l'efecte sumat de totes elles.

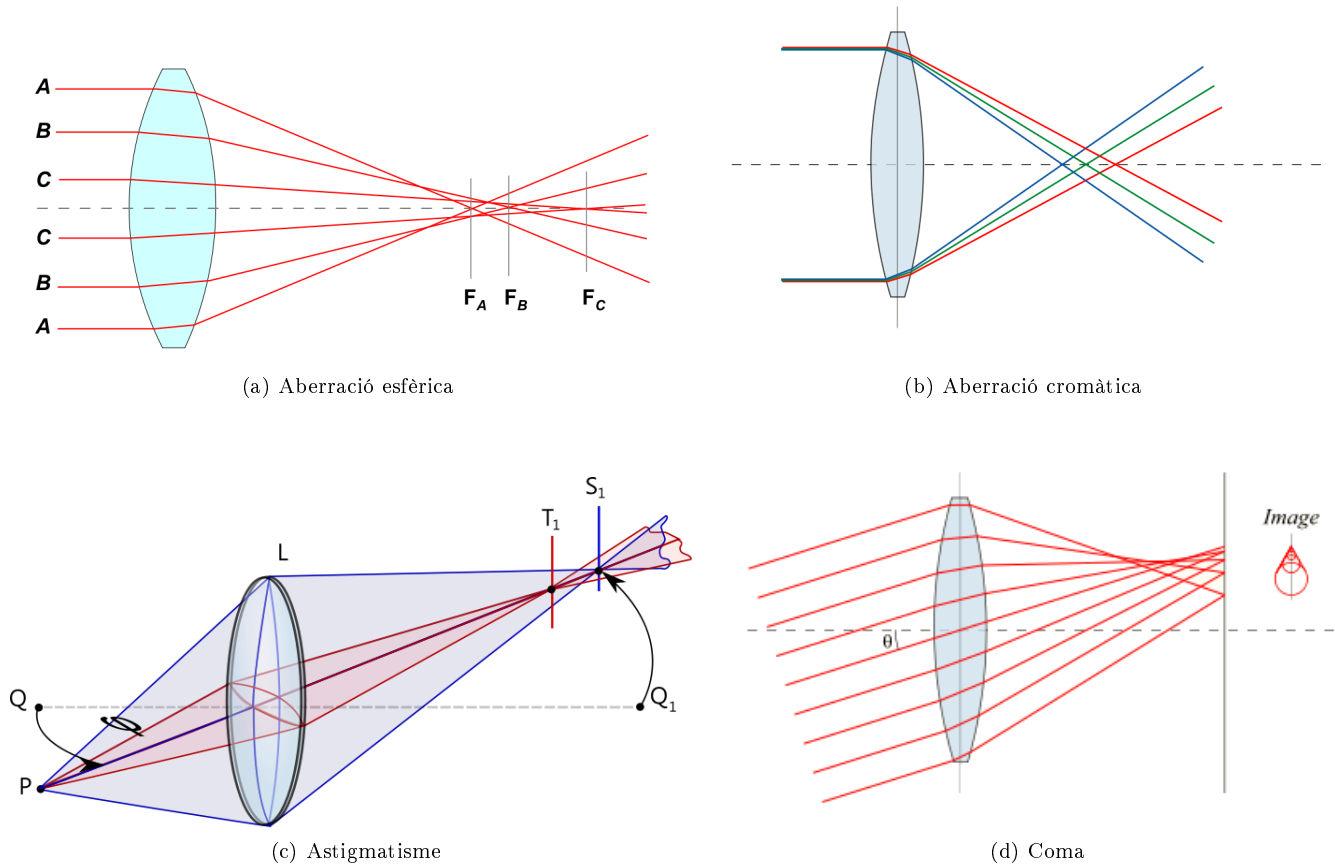


Figura 10: Aberracions per lents

Les lents emprades en aquests telescopis no transmeten tota la llum, de manera que a longituds d'ona curtes transmet menys (hi ha més reflexions, per tant menys pèrdues) i a longituds d'ona llargues transmet més. Per  $n = 1,5$ , la transmissió és  $\sim 96\%$  i les pèrdues  $\sim 4\%$ . El grau de pèrdues ve donat per  $R = \left(\frac{n-1}{n+1}\right)^2$ .

Per altra banda, els **telescopis reflectors** amb miralls parabòlics (no esfèrics), eliminen les aberracions cromàtiques i esfèriques. Els miralls professionals utilitzen ceràmica com a base (es deformen poc pel canvi de temperatura) amb una capa d'alumini i plata que reflecteix eficientment la majoria de les longituds d'ona.

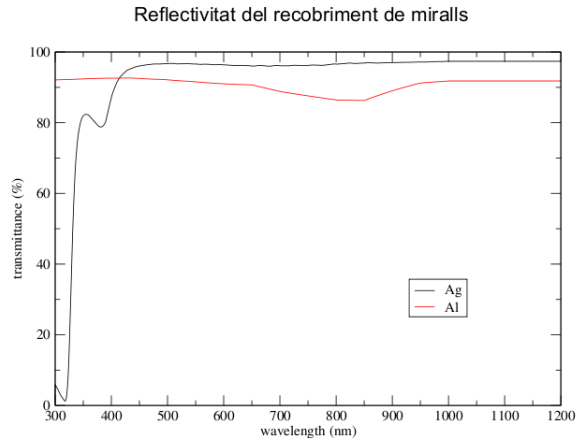


Figura 11: Reflectivitat del recobriment dels miralls

En quant a l'estructura dels telescopis reflectors, els més habituals són:

- Newton (figura 9b)
- Cassegrain (figura 9c)
- Ritchey-Chretien: 2 miralls hiperbòlics que poden aconseguir un pla focal pla (més habitual a telescopis professionals)

Tot i així, freqüentment es combinen més de 2 miralls per tal de poder tenir la instrumentació en un lloc estable. Finalment, els telescopis catadiòptrics (combinació de lents i miralls) més populars són:

- Schmid Cassegrain (el més habitual per aficionats)
- Maksutov-Cassegrain

## 2.5 Muntures

Les muntures es poden classificar segons:

- La orientació dels eixos:
  - Altazimutal: Necessiten 2 motors amb velocitat variable per compensar la rotació terrestre. Fàcils de dissenyar.
  - Equatorial: Només un motor amb velocitat constant donat que està alineat amb el moviment del cel. Cal que estigui alineat amb l'eix de rotació de la terra.
- Alemanya: L'eix suporta el telescopi i contrapesos, amb el temps pot acabar deformant (doblegant) el telescopi.
- Forquilla: Problemàtic per observar el zenit, no obstant actualment no suposa un inconvenient donat que s'utilitzen detectors diferents a l'ull humà.
- Angles: Disposa de punts morts.

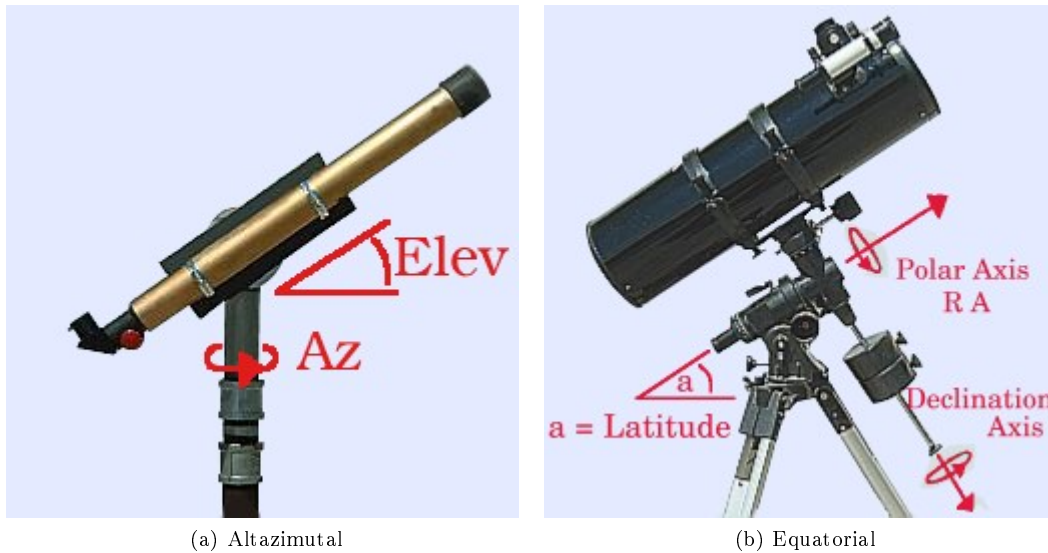


Figura 12: Muntures

## 2.6 Última generació de telescopis terrestres

Per tal de poder fer observacions des de la terra i corregir els efectes de l'atmosfera, s'han dissenyat telescopis amb:

- Òptica activa: S'ondula el mirall primari i es realitzen moviments sobre el secundari per compensar l'efecte de l'atmosfera (limitat a un canvi per segon).
- Òptica adaptativa: El mirall terciari es deformable i al ser més petit que el primari, es poden fer més canvis per segon.

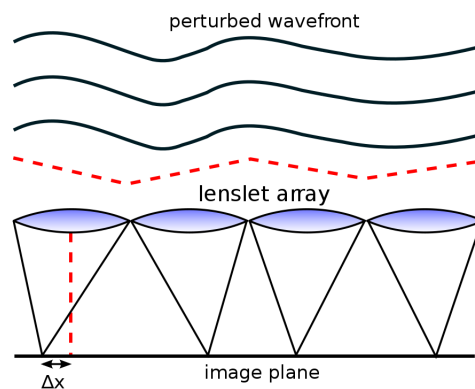


Figura 13: Òptica activa/adaptativa

Els moviments necessaris son determinats computacionalment a partir d'un objecte puntual conegut o un de creat (p.ex. raig làser d'una longitud d'ona que no es vegi afectat per les pertorbacions de l'atmosfera).

## 2.7 Radioastronomia

Per observar longituds d'ones de radio es necessari disposar de telescopis amb grans diàmetres donat que la resolució correspon a:

$$\theta = 1.22 \frac{\lambda}{D} \quad (16)$$

I les longituds d'ona de radio són grans, per tant és requereix un diàmetre també elevat per tenir una bona resolució. Per altra banda, tenir una antena gran sense imperfeccions és difícil i per poder fer bones observacions els defectes han de ser inferiors a  $\frac{\lambda}{8}$ . Com les longituds d'ona per radio són grans, la radioastronomia és més tolerant a aquesta problemàtica (p.ex.  $\lambda = 0.7m$  i  $D = 300m$ , llavors  $\theta = 10'$  i les imperfeccions han de ser inferiors a  $8.75cm$ ).

Per altra banda, és freqüent la combinació de diverses antenes de radio per acabar cobrint un diàmetre equivalent a la distància entre aquestes antenes combinant les senyals rebudes. Aquesta tècnica es denomina interferometria.

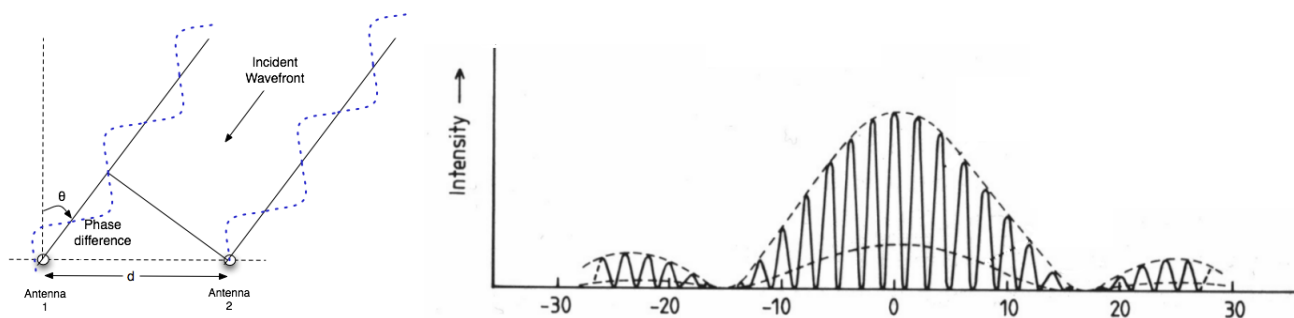


Figura 14: Interferometria

Pel rang visual també podria portar-se a terme interferometria però és molt més difícil donat que requereix determinar amb gran precisió la distància que separa cada antena.

### 2.7.1 Mètode d'observació

1. Al iniciar l'observació, s'ha de calibrar l'antena en unitats de temperatura mitjançant fonts amb valors coneguts.
2. Per cada objecte a observar, es realitza un escombrat sobre una font intensa propera (calibrador d'apuntat). Això és necessari perquè a diferència dels telescopis òptics, en ràdio és complicat saber si l'antena està apuntant correctament al centre de l'objecte. Els escombrats són en declinació i cross-declinació (perpendicular) per telescopis amb muntura equatorial.
3. La posició de l'antena s'ha de corregir segons els resultats obtinguts. La potència rebuda d'una font és màxima quan l'antena apunta en la direcció de la font. La representació de la potència rebuda tindrà justament la forma del feix de l'antena, amb un lòbul principal aproximadament gaussià. Quan aquest fet té lloc centrat al feix, és quan l'antena està correctament apuntada.
4. Un cop garantit el centrat del radiotelescopi, els objectes s'observen realitzant trànsits sobre ells, a on l'antena s'avança  $0.5^\circ$  (*offset*) en angle horari respecte al centre de la font. Posteriorment, s'atura el *tracking* (moviment compensatori automàtic del telescopi) i s'espera a que el propi moviment de rotació de la Terra faci passar la radiofont per on apunta l'antena.

### 2.7.2 Contribucions a les mesures

Les dades obtingudes amb un radiotelescopi es denominen temperatures (mesurades en  $K$ ) i han de ser tractades per tal de poder extreure resultats científics. Les mesures registrades  $T_m$  per l'antena són el resultat de la suma dels següents factors:



- $T_{rec}$ : El propi sistema receptor amb l'antena, cables, amplificadors i qualsevol altre equipament que estigui entre el punt de l'antena a on arriba la radiació i l'aparell final de mesura.
- $T_{atm} = 256 \cdot A \cdot \tau_0$ : Contribució de l'atmosfera terrestre (es considerarà una temperatura constant de 256K) en funció de la seva opacitat  $\tau_0$  i la massa d'aire  $A = \frac{1}{\sin(h)}$  a on és l'alçada a on s'ha observat l'objecte.
- $T_f^{obs} = T_f \cdot e^{-A\tau_0}$ : Emissió de la font atenuada per l'atmosfera terrestre en funció de la seva opacitat i la massa d'aire.

En aquest sentit, és important mantenir la temperatura del receptor  $T_{rec}$  el més baixa possible. Com més gran sigui aquesta, més quantitat d'emissió tèrmica es registrarà com a soroll de fons. La forma de reduir la temperatura és refrigerant determinats components amb heli o nitrogen líquid.

Per altra banda, si bé l'atmosfera terrestre presenta una finestra per a les ones de ràdio, no es pot neglir completament que aquesta absorbirà part de la radiació (factor  $e^{-A\tau_0}$ ) i, simultàniament, n'emetrà depenent de la seva temperatura i opacitat (factor  $T_{atm} = 256 \cdot A \cdot \tau_0$ ).

Cal destacar que el principal responsable de l'opacitat atmosfèrica per ones de ràdio centimètriques és el vapor d'aigua. El seu efecte és superior a longituds d'ona més curtes i conseqüentment, pel cas actual, la meteorologia no tindrà gaire influència a la banda S (p.ex. 13 cm) i serà possible observar en dies amb núvols. En canvi, la banda X (p.ex. 3.6 cm) es veu molt més afectada, fent que la seva contribució a la temperatura del sistema i l'atenuació de la radiació de la font sigui superior. L'única manera de minimitzar aquests efectes és situant els radiotelescopis en lloc alts, sec i freds.

En definitiva, per poder extreure la temperatura de la font observada serà necessari determinar l'opacitat de l'atmosfera a diferents alçades (diferents masses d'aire), i corregir tots els efectes exposats anteriorment.

### 2.7.3 Calibració atmosfèrica

Per tal de determinar l'opacitat de l'atmosfera en funció de la massa d'aire (elevació a la que s'apunta), es realitza un escombrat des de l'horitzó fins al zenit amb l'antena, registrant el valor mesurat a diferents alçades. Considerant aquestes dades, es realitza un ajustament lineal per mínims quadrats de la següent funció:

$$T_{sys} = T_{rec} + T_{atm} = T_{rec} + 256 \cdot A \cdot \tau_0 \quad (17)$$

A on  $T_{rec}$  és la temperatura del receptor, la temperatura de l'atmosfera és considerarà constant (256K),  $A$  és la massa d'aire i  $\tau_0$  l'opacitat de l'atmosfera al zenit. Aquest últim és el paràmetre fonamental que serà necessari per realitzar correccions a les dades mesurades:

$$T_f = \frac{1}{e^{-A\tau_0}} T_f^{obs} \quad (18)$$

### 2.7.4 Sensibilitat del radiotelescopi

S'entén per factor de sensibilitat del radiotelescopi el quocient  $\frac{A_e}{2k}$  que relaciona la contribució a la temperatura d'antena d'una radiofont amb densitat de flux  $F_\nu$ :

$$T_f = \frac{A_e}{2k} F_\nu \rightarrow \frac{A_e}{2k} = \frac{T_f}{F_\nu} = \frac{\frac{1}{e^{-A\tau_0}} T_f^{obs}}{F_\nu} \quad (19)$$

A on  $A_e$  és l'àrea efectiva del radiotelescopi (aproximadament la geometria d'aquest) i  $k$  la constant de Boltzman.

En aquest sentit, per obtenir la sensibilitat del radiotelescopi, s'utilitzarà un calibrador primari de flux  $F_\nu$  conegut i la seva temperatura mesurada el dia de l'observació  $T_f^{obs}$ , tenint en compte la correcció per l'efecte atmosfèric  $\tau_0$ .

### 2.7.5 Densitat de flux

La densitat de flux d'una font es pot obtenir a partir de la sensibilitat del radiotelescopi  $\frac{A_e}{2k}$  i la temperatura mesurada  $T_f^{obs}$ , tenint en compte també la correcció per l'efecte atmosfèric  $\tau_0$ :

$$F_v = T_f \frac{2k}{A_e} = \frac{1}{e^{-A\tau_0}} T_f^{obs} \frac{2k}{A_e} \quad (20)$$

A on  $A_e$  és l'àrea efectiva del radiotelescopi (inferior a la geometria d'aquest) i  $k$  la constant de Boltzman.

## 3 Detectors

Un cop analitzats els diferents telescopis exposats a la secció anterior, a continuació es presenta la part relacionada amb la detecció i mesura de la radiació electromagnètica. Apart de l'objectiu, un telescopi pot disposar d'un diafragma que permeti seleccionar una regió de cel, un selector espectral per acotar el rang d'ones a estudiar i l'enregistrador.

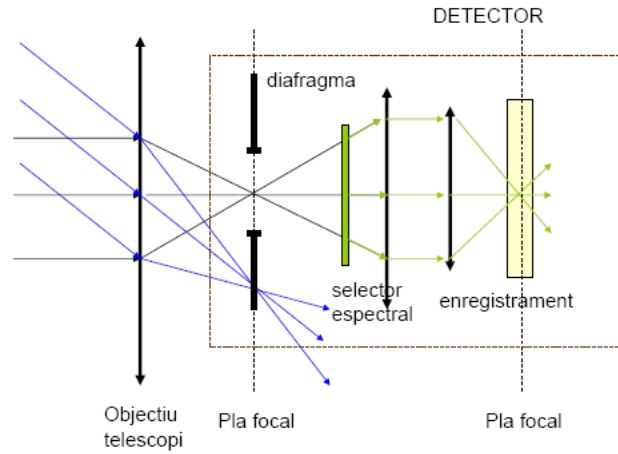


Figura 15: Diagrama d'un telescopi amb diafragma, selector espectral i detector.

Els enregistadors pot ser algun dels següents elements:

- Ull humà
- Placa fotogràfica: acumulen fotons i es poden fer més sensibles a determinats rangs d'ones.
- Fotomultiplicadors: Mes eficients i sensibles que els anteriors.
- Semiconductors (CCDs, CMOS): Més sensibles que els fotomultiplicadors.

Les propietats que poden tenir aquests enregistadors:

Les característiques generals a tenir en comptes per comparar enregistadors són:

- Eficiència quàntica o sensibilitat: percentatge de fotons que xoquen amb la superfície fotoreactiva que produirà un parell electró-forat. És una mesura precisa de la sensibilitat del dispositiu i interessa disposar d'un rati  $\frac{\text{senyal detectat}}{\text{senyal incident}}$  proper al 100%. Sovint es mesura sobre un rang de diferents longituds d'ona per caracteritzar l'eficiència del dispositiu a cada energia donat que l'eficiència quàntica depèn de la longitud d'ona. És important destacar que la resta de components del telescopi també poden fer reduir l'eficiència quàntica del sistema, per exemple limitant l'arribada de fotons a determinades longituds d'ona.

- Linealitat: La senyal detectada és proporcional a la incident i és necessari que aquesta arribi a un mínim i no sobrepassi la màxima capacitat de l'enregistrador (saturació). Cal conèixer el rang a on la relació senyal incident - registrada és lineal.
- Soroll del detector i de lectura (senyal espúria) derivada d'errors a la conversió a digital. Com més alta és la relació senyal soroll  $S/N$ , els resultats seran més precisos. Per un nombre de comptes  $N$  elevat, es pot fer la següent aproximació:

$$S/N = \frac{N}{\sqrt{N + cel + \sigma_{soroll}^2}} \approx \frac{N}{\sqrt{N}} \quad (21)$$



Figura 16: Linealitat

### 3.1 Selector espectral

Existeixen dos tipus fonamentals de selectores espectrals, aquells que dispersen la llum per tal d'analitzar el nombre de fotons en funció de la longitud d'ona i els que seleccionen una franja determinada de l'espectre.

#### 3.1.1 Dispersius

Algun dels selectores espectrals dispersius són:

- Prismes: descompon la llum per refracció.
- Xarxes de difracció: component òptic amb un patró regular, que divideix (difracta) la llum en diversos feixos que viatgen en diferents direccions.
- Dichroics: filtre que selectivament deixa passar un petit rang de longitud d'ones mentre reflecteix la resta.

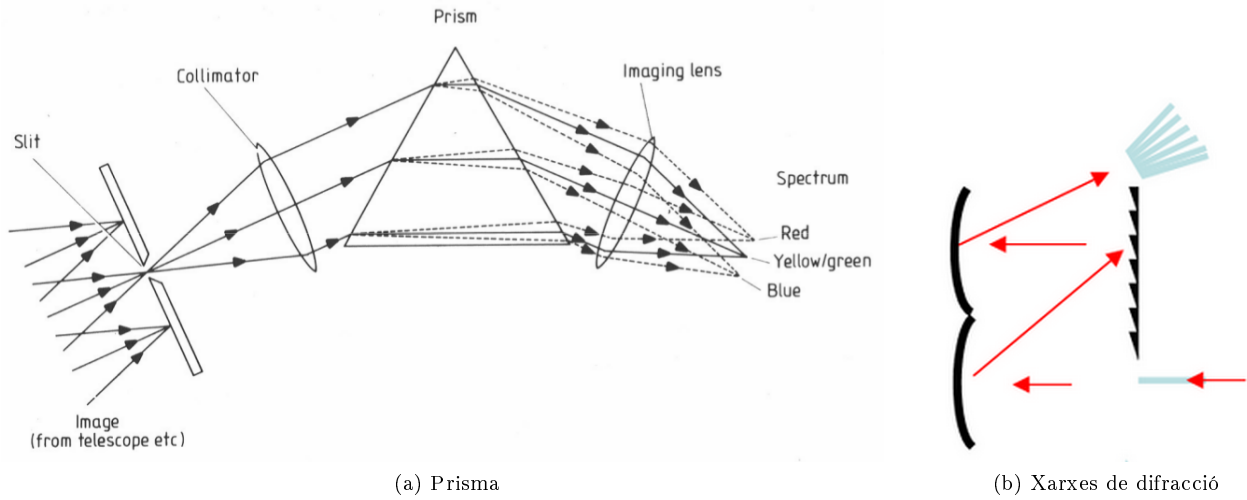


Figura 17: Selectors espectrals dispersius

### 3.1.2 Selectius: Filtres

Els filtres es poden classificar en:

- Monocromàtics
- Tall: transmeten totes les longituds d'ones a partir d'un punt determinat.
  - Passa baix  $\lambda < \lambda_{tall}$
  - Passa alts  $\lambda > \lambda_{tall}$
- Neutre: Filtra un percentatge de totes les longituds d'ona.

Els filtres més amplis poden ser utilitzats per mesurar colors (p.ex. B-V) que a l'hora determina temperatures (p.ex. per dos estrelles a on  $(B - V)_1 > (B - V)_2$ , la primera és més freda), mentre que els més estrets poden ser utilitzats per mesurar línies concretes d'absorció o emissió.

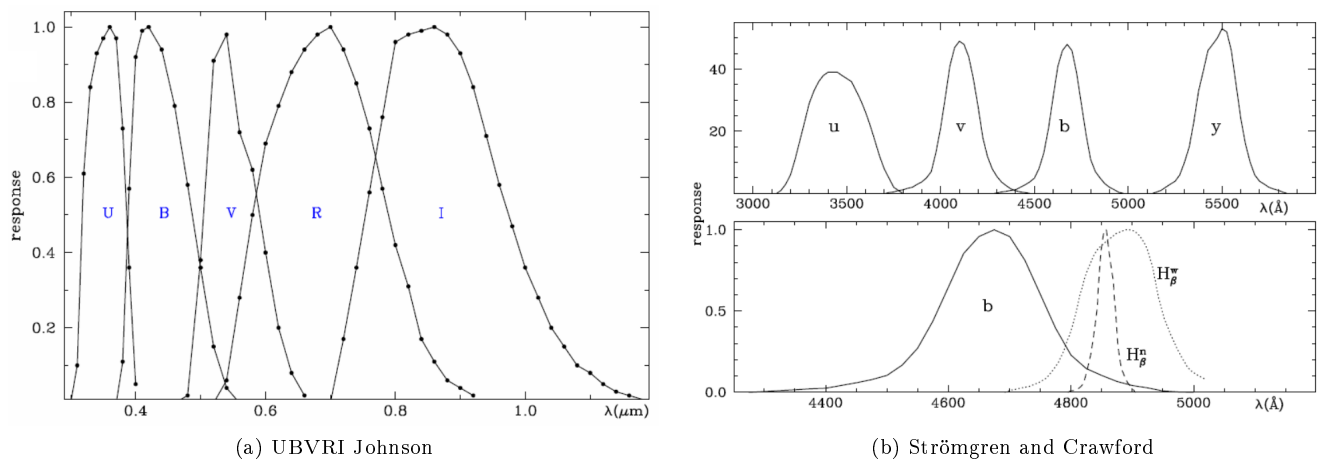


Figura 18: Filtres més habituals

Cal destacar que els filtres fabricats no són tots exactament idèntics, sinó que existeixen petites diferències que afectaran als resultats de les observacions i s'hauran de tenir en compte. Pot ser d'interès consultar el llistat de sistemes fotomètrics (filtres) de *The Asiago Database on Photometric Systems*<sup>1</sup>.

### 3.1.3 Filtre efectiu

Com que el mirall o lent també filtra longituds d'ones que no arriben mai al selector espectral i l'enregistrador pot no ser sensible a determinats rangs, el filtre efectiu és la combinació de miralls + lents + selector + enregistrador. En aquest sentit, es considera que un sistema fotomètric està format per l'instrument i el conjunt d'estrelles mesurades que hauran de ser comparades a estrelles estàndard per corregir possibles diferències.

## 3.2 Enregistradors

### 3.2.1 Plaques fotogràfiques

Principals característiques:

- Disposen d'una eficiència quàntica molt baixa d'un 2-4% dels fotons rebuts (l'ull humà està per sota del 1%).
- És més sensible al blau que a longitud d'ones més grans.
- No tenen una resposta lineal (la senyal de sortida no es perfectament proporcional a la d'entrada)
- La resolució depèn del tamany del gra (incertesa d'on ha caigut el fotó)
- En combinació amb un prisma es pot realitzar espectrometria.
- En desús actualment.

### 3.2.2 Fotomultiplicadors per efecte fotoelèctric

Principals característiques:

- El fotó arrenca un electró al càtode (eficiència quàntica: 20% dels fotons incidents) i més tard es multiplica per amplificar la senyal.
- No pot distingir en quina direcció ha arribat el fotó, per tant només mesura intensitats. S'ha de limitar la regió de cel a mesurar mitjançant el diafragma.
- Per a una estrella determinada, s'ha d'observar aquesta i també una regió de cel propera per poder restar el fons de cel a posteriori.
- La senyal de sortida és proporcional a la d'entrada i també s'ha de controlar possibles saturacions.

---

<sup>1</sup><http://ulisse.pd.astro.it/Astro/ADPS/>

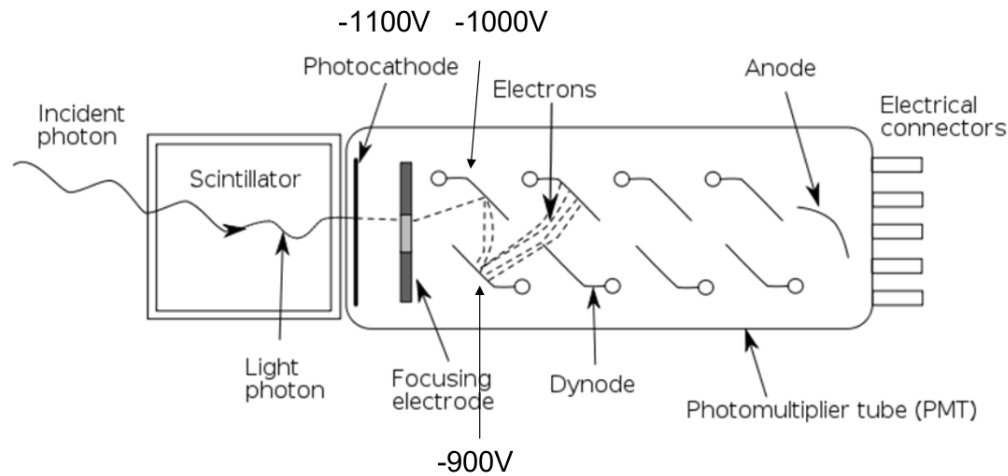


Figura 19: Fotomultiplicador

### 3.2.3 Semiconductors: CCDs i CMOS

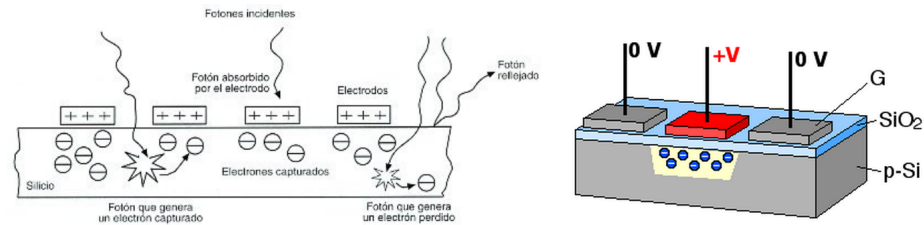
Amb una CCD és possible realitzar tant fotometria (mesura de la quantitat de fotons que arriben) com astrometria (determinació de posicions i moviments propis) i espectroscòpia donat que es poden obtenir imatges bidimensionals. La seva eficiència és molt elevada i la senyal de sortida es altament proporcional a la senyal d'entrada.

Propietats bàsiques:

- Rang espectral típic 300-8000 nm
- Alta eficiència quàntica (90% dels fotons)
- Baix soroll
- Alta linealitat

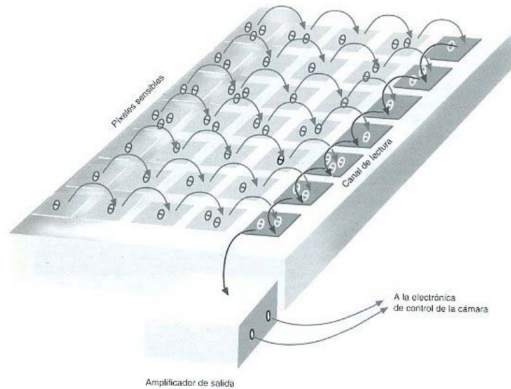
Cada píxel està compost per tres elèctrodes que durant una exposició atreuen els electrons que han sigut alliberats per la incidència d'un fotó (alguns d'aquests són reflectits i per tant no es disposa d'una eficiència del 100%). En cas de que s'acumulin més electrons dels que un píxel pot gestionar (saturació), els electrons poden vessar als píxels del costat. No obstant, actualment existeixen mecanismes de drenatge *anti-blooming* per evitar aquest efecte.

Un cop finalitzada l'exposició, els electrons són traspassats d'elèctrode en elèctrode (variant la càrrega d'aquests) fins arribar a l'amplificador/conversor a digital (a on s'acaba obtenint una imatge en escala de grisos). El procés és lent i si un dels píxels deixa de funcionar, afecta a tota la línia.

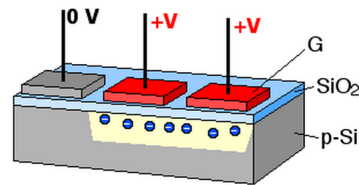


(a) Els fotons que no són reflectits alliberen electrons que poden anar a parar als elèctrodes més propers.

(b) Píxel amb tres elèctrodes



(c) Procés de lectura seqüencial per fileres. Si un píxel deixa de funcionar, afecta a tota la fila.



(d) Transferència entre elèctrodes

Figura 20: CCDs: charge-coupled-device

Actualment existeixen els CMOS (Complementary metal-oxide-semiconductor) que no s'utilitzen per a telescopis professionals i que tenen com a característiques diferenciadores:

- APS (Active pixel sensor): Cada píxel es mesura individualment (no hi ha traspàs de càrrega)
- Filtre bayer: Cada píxel té un filtre d'un color (RGB) i el color verd té més pes per a ser més realista segons l'ull humà.
  - Per astronomia interessa tenir un continu d'un únic color i no haver de fer extrapolacions. És preferible fer varies exposicions amb filtres diferents.
- Procés de lectura molt ràpid: inclús pot arribar a fer vídeos.

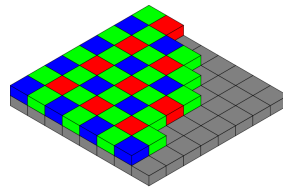


Figura 21: Filtre bayer per CMOS

	CCD	CMOS/APS
Eficiència	-	+
Uniformitat	Més perquè només hi ha un conversor	-
Anti-blooming	Opcional	Sí, per disseny
Píxel/columna morta	Es pot veure afectat.	No, per disseny
Finestra: limitar observació	+	+
Rang dinàmic d'electrons	Un píxel de CCD pot acumular més electrons	-
Velocitat de lectura	-	+
Soroll de lectura	Més soroll degut al procés de traspàs	-
Consum energètic	+	-

Taula 4: Comparativa CCD i CMOS/APS

La imatge pressa es compon dels següents factors:

$$Z(x, y) = G(x, y) I(x, y) \cdot (t_N + \delta(x, y)) + D(x, y) \cdot t + B(x, y) + \text{Soroll}(x, y) \quad (22)$$

a on  $G(x, y)$  és el guany,  $I(x, y)$  la intensitat real,  $t_N$  el temps nominal d'exposició,  $\delta(x, y)$  el temps addicional d'exposició segons la posició del píxel i el funcionament de l'obturador,  $D(x, y) \cdot t$  l'efecte de les corrents fosques,  $B(x, y)$  biaix de l'instrument per assegurar que no s'obtenen números negatius i finalment soroll (p.ex. rajos còsmics).

**Guany** Un cop llegit el nombre d'electrons, aquests són convertits a comptes digitals que es mesuren en ADUs (Analog-to-Digital Units). Es denomina guany al nombre d'electrons als que correspon un ADU, per exemple:

- Si es treballa amb 16 bits les mesures només poden estar entre 0 i  $2^{16} = 65.535$
- Un píxel té una capacitat màxima d'electrons, per exemple:  $400.000e^-$
- El guany de la CCD és:  $\frac{400.000e^-}{65.535} = 6,1e^-/ADU$

Si s'està observant una regió que no té grans diferències, es pot reduir el guany (variació del rang dinàmic) i així poder observar millor les variacions (p.ex. amb un guany  $1e^-/ADU$  el màxim d'electrons que pot tenir un píxel és  $65.535e^-$ ).

**Biaix** El biaix de l'instrument es pot determinar fent una exposició amb temps zero:

$$Z(x, y) = B(x, y) + \text{Soroll}(x, y) \quad (23)$$

Promitjant diverses captures es cancel·la el soroll i s'obté el biaix  $\tilde{B}(x, y)$ .

**Corrents fosques (*darks*)** Tant CCDs com CMOS tenen circuits electrònics que generen calor i produeixen senyal espúria, per aquesta raó es requereix refrigerar. No obstant, també és necessari realitzar diverses exposicions del mateix temps que les imatges pressades durant l'observació però amb l'obturador tancat (*darks*) per tal de promitjar i extreure aquest efecte de la imatge final.

Les imatges *dark* estaran compostes per:

$$Z(x, y) = D(x, y) \cdot t + B(x, y) + \text{Soroll}(x, y) \quad (24)$$

Promitjant diverses captures es cancel·la el soroll i és possible determinar l'efecte de la corrent fosca  $\tilde{D}(x, y)$ .



**Sensibilitat (*flats*)** No tots els píxels tenen exactament la mateixa sensibilitat, per aquesta raó és requereix fer captures d'una intensitat constant (p.ex. cel al crepuscle o cúpula il·luminada uniformement) amb tots els filtres emprats (*flats*), l'exposició ha de tenir el temps adient per aprofitar el rang dinàmic i no saturar la CCD.

Realitzant captures d'una intensitat constant  $I(x, y) = I = \text{const}$  amb els diferents filtres s'obté per cadascuna:

$$F(x, y) = G(x, y) \cdot I \cdot (t_N + \delta(x, y)) + D(x, y) \cdot t + B(x, y) + \text{Soroll}(x, y) \quad (25)$$

A on, si es considera negligible  $\delta(x, y)$  i s'extreu l'efecte de les corrents fosques i el biaix determinat anteriorment:

$$F(x, y) = G(x, y) \cdot I \cdot t_N + \text{Soroll}(x, y) \quad (26)$$

De nou, promitjant diverses captures es cancel·la el soroll i és possible determinar la sensibilitat dels píxels  $\tilde{F}(x, y)$

**Reducció** El procés de reducció d'una imatge  $Z(x, y)$  consisteix en extreure els efectes comentats anteriorment:

$$Z'(x, y) = \frac{Z(x, y) - \tilde{D}(x, y)}{\tilde{F}(x, y)_{\text{normalitzat}}} \quad (27)$$

### 3.3 Fotometria

La fotometria consisteix en mesurar el número de fotons per tal de determinar la magnitud de l'objecte observat. No obstant, la magnitud observada es denominarà instrumental ( $v$ ) i haurà de ser corregida per l'efecte de l'atmosfera (veure secció 1.3) i les petites diferències de l'instrument respecte a un sistema de referència estàndard ( $V$ , per exemple les mesures estàndards de camps Landolt<sup>2</sup>):

$$V - v = -2.5 \log \left( \frac{N_{\text{estàndard}}}{N_{\text{instrumental}}} \right) \quad (28)$$

Per fer la transformació serà necessari determinar la diferència base, l'extinció atmosfèrica i la variació en funció de la longitud d'ona (color):

$$V - v = a_0 + kX + a_1 (B - V) + a_2 (B - V)^2 \quad (29)$$

El procés a emprar és denomina **fotometria absoluta** i és el següent:

1. Determinació de l'extinció atmosfèrica:
  - (a) Seguir els passos indicats a la secció 1.3.1.
2. Determinació de constants  $a_0$ ,  $a_1$  i  $a_2$ :
  - (a) Mesura de les magnituds instrumentals d'estrelles estàndards (p.ex. camps Landolt) amb tres filtres (p.ex. UBV) per les quals es coneix la seva magnitud i color.
    - i. La magnitud instrumental es determina a partir del nombre de comptes de l'estrella i del fons de cel:

$$v = -2.5 \log (N_{\text{estrella}} - N_{\text{fons}}) \quad (30)$$

Si s'utilitza un fotòmetre (fotomultiplicador), ja es disposarà directament del nombre de comptes al haver mesurat l'estrella i el fons de cel. Si pel contrari les observacions han sigut registrades amb una CCD, s'haurà de definir tres radis per cada estrella a la imatge obtinguda:

- A. Radi de l'estrella: Comptes a considerar com a part de l'estrella.
- B. Radis del fons de cel: Regió en forma d'anell a considerar com el cel al voltant de l'estrella.

---

<sup>2</sup><http://www.cfht.hawaii.edu/ObsInfo/Standards/Landolt/>

- (b) Ajustar les constants per mínims quadrats
- (c) Resolució del sistema i determinació de les constants

3. Transformació de les magnituds instrumentals a estàndards:

- (a) Mesurar de les magnituds instrumentals estrelles d'interès amb tres filtres (p.ex. UBV) al igual que al punt 2a del pas anterior.
- (b) Corregir l'efecte atmosfèric
- (c) Sistema de 3 equacions amb 3 incògnites (p.ex. mesurant en tres filtres UBV)
- (d) Resolució del sistema i determinació de les magnituds estàndard
- (e) Càlcul de les magnituds absolutes:

$$M_v = V - 5 \log M(r) + 5 - A_v \quad (31)$$

a on  $r$  és la distància en parsecs i  $A_v$  l'extinció interestel·lar. Aquesta última ve determinada (segons el filtre) per:

$$\begin{aligned} A_v &= 3.1E(B - V) \\ A_b &= E(B - V) - A_v \\ A_u &= E(U - B) - A_b \end{aligned} \quad (32)$$

a on l'excés de color es determina amb  $E(B - V) = (B - V)_{obs} - (B - V)_{intrinsic}$  i  $E(B - V) = 0.72 \times E(B - V)$ .

Per altra banda, també es possible realitzar **fotometria diferencial** utilitzant una o varies estrelles del camp com estrelles estàndard. D'aquesta forma no és necessari conèixer la corba d'extinció a diferents alçades, sinó que és considera l'extinció atmosfèrica com a part de la constant base  $a'_0 = a_0 + kX$  (sempre i quan les estrelles seleccionades estiguin a la mateixa alçada i regió del cel). Fins i tot seria possible negligir la resta de termes de l'equació quedant com  $V - v = a'_0 \rightarrow V = a'_0 - \log(N_{estrella} - N_{fons})$ , no obstant els resultats no serien tant precisos.

Finalment, en determinades ocasions pot ser d'interès realitzar fotometria diferencial com per la mesura de cefeides (estrelles variables) o eclipsis d'estrelles binàries:

$$(v_1 - v_2) - (v'_1 - v'_2) = -k(X_1 - X_2) + a_1((B - V)_1 - (B - V)_2) + a_2((B - V)_1^2 - (B - V)_2^2) \quad (33)$$

A on, per a masses d'aire molt similars, l'extinció atmosfèrica serà similar i es cancel·larà el seu efecte. Fins i tot, si les 2 estrelles són iguals en color  $(B - V)$ , tots els termes s'anul·larien.

### 3.4 Espectroscòpia

Un espectrògraf (també anomenat espectròmetre o espectroscopi) és un instrument que separa una ona en un espectre de freqüències.

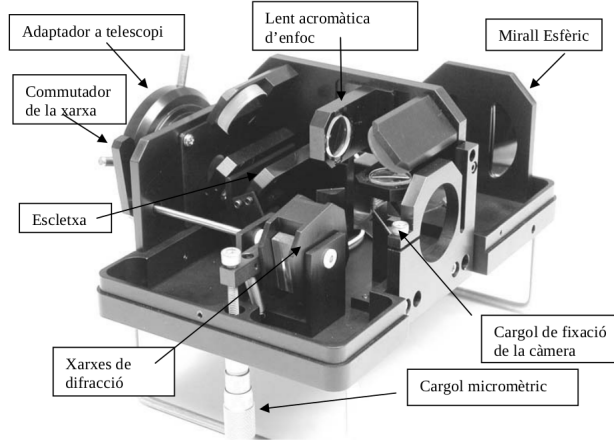


Figura 22: Espectrògraf SBIG Self-Guiding Spectrograph (SGS)

En funció de la resolució de l'espectrògraf (interval de longitud d'ona  $\Delta\lambda$  que es poden diferenciar) és possible portar a terme tasques diferents:

- Baixa resolució: Classificació d'estrelles
- Alta resolució:
  - Avaluar efecte doppler: velocitats radials, rotació de l'objecte
  - Composició química (metal·licitats, abundància d'elements)

### 3.4.1 Prismes

Els prismes permeten dispersar la llum per refracció: les dos cares oposades del prisma tenen un índex de refracció  $n$  que provoca que la llum es desviï un angle  $r$ .

$$\sin(\theta_0) = n \sin(\theta'_0) \quad (34)$$

$$\sin(\theta_1) = n \sin(\theta'_1) \quad (35)$$

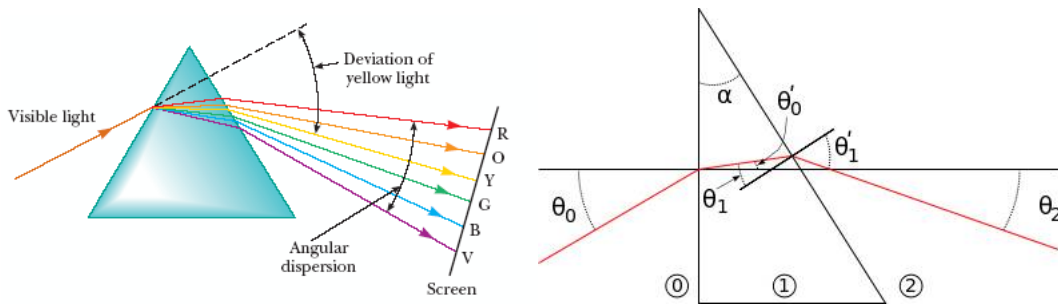


Figura 23: Dispersió de la llum mitjançant un prisma

L'angle de desviació es pot determinar per cada longitud d'ona  $\lambda$  ( $1nm = 10^{-6}mm = 10^{-9}m$ ) a partir de:

$$\theta = \theta_0 - \alpha + \arcsin \left( \left( A + \frac{B}{\lambda - c} \right) \sin \left( \alpha - \arcsin \left( \frac{\sin(\theta_0)}{A + \frac{B}{\lambda - c}} \right) \right) \right) \quad (36)$$

a on  $\theta$  és l'angle incident,  $\alpha$  l'angle del prisma i  $A$ ,  $B$ ,  $c$  estan relacionats amb l'índex de refracció en funció de la longitud d'ona  $n(\lambda) = A + \frac{B}{\lambda - c}$ .

Cal destacar que la desviació de la llum en funció de la longitud d'ona serà proporcional a:

$$\frac{d\theta}{d\lambda} \propto \left( \frac{1}{\lambda - c} \right)^2 \quad (37)$$

En termes generals, interessa que:

- La desviació en funció de la longitud d'ona  $\frac{d\theta}{d\lambda}$  sigui màxima per obtenir la millor resolució possible.
- La desviació en funció de l'angle incident  $\frac{d\theta}{d\theta_0}$  sigui mínima per evitar astigmatisme.

### 3.4.2 Escletxa (*slit*)

A la figura 25a es pot observar com abans de que la llum arribi al prisma (o a la xarxa de difracció), hi pot haver situada una escletxa que limiti la regió de cel a observar, per tal de no sobreposar la llum de dos o més objectes en el sentit de la difracció (si que pot haver més d'un objecte en la perpendicular a l'eix de dispersió, llavors s'obtindria més d'un espectre amb una única imatge). Cal destacar que com més petita sigui l'escletxa, menys llum arribarà al detector i la relació senyal/soroll empitjorarà però la resolució augmentarà.

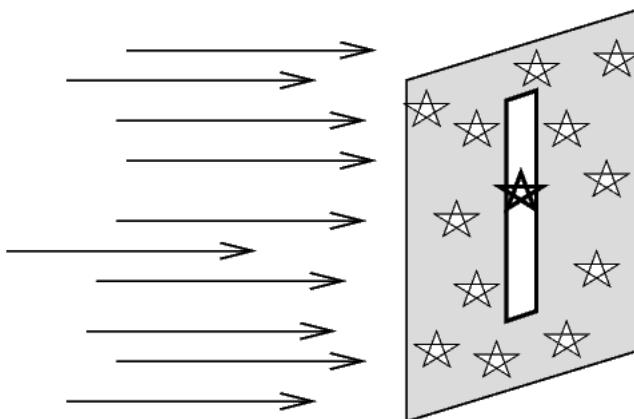


Figura 24: Escletxa

### 3.4.3 Resolució

Es considera que dos longituds d'ones es troben resoltes  $\Delta\lambda$ , si compleixen criteri de Rayleigh:

$$\Delta\lambda \geq \frac{\lambda}{D} \frac{1}{\frac{d\theta}{d\lambda}} \quad (38)$$

Resolucions típiques utilitzant la longitud d'enregistrador  $dx = \frac{d\theta}{d\lambda} f(\lambda) d\lambda$  en comptes de l'angle de dispersió  $d\theta$ :

- Baixa:  $\frac{dx}{d\lambda} = 50 \text{ angstrom/mm}$
- Alta:  $\frac{dx}{d\lambda} = 1 \text{ angstrom/mm}$

Una altra forma de representar la resolució d'un espectrògraf és:

$$R = \frac{\lambda}{\Delta\lambda} \quad (39)$$

Cal destacar que per a la mesura de velocitats radials amb espectres d'alta resolució es pot utilitzar l'efecte doppler amb la següent equivalència:

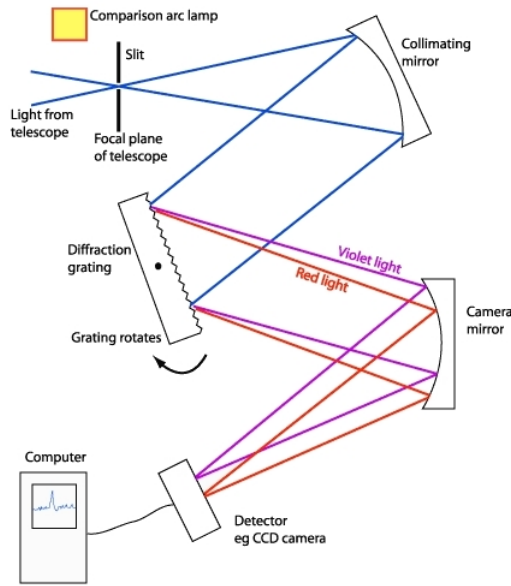
$$R = \frac{\lambda}{\Delta\lambda} = \frac{c}{v_{radial}} \quad (40)$$

### 3.4.4 Xarxes de difracció

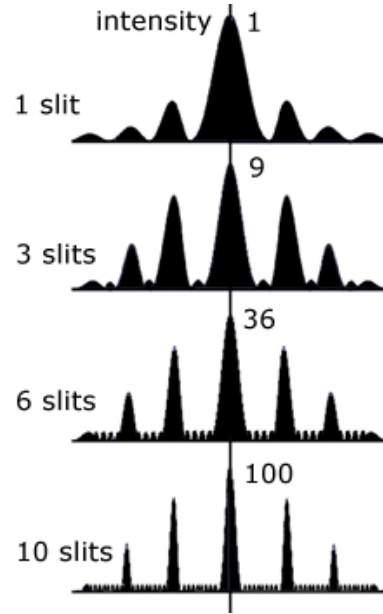
Les xarxes de difracció són un component òptic amb un patró regular (figura 25a), que divideix (difracta) la llum en diversos feixos que viatgen en diferents direccions.

Els espais lliures en una xarxa de difracció actuen de la mateixa forma que múltiples ranures (escletxes) equidistants. El raigs són difractats en un angle  $\theta$  (figura 25c) i quan interfereixen constructivament entre ells es forma un màxim. Com més escletxes hi hagin, més primis i intensos són els pics (figures 25b i 25d).

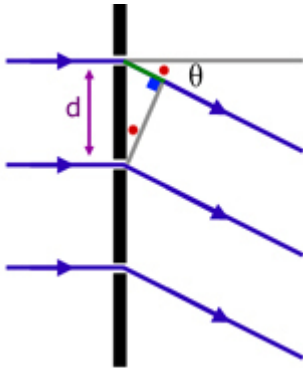
Credit: Adapted from a diagram by James B. Kaler, in "Stars and their Spectra," Cambridge University Press, 1989.



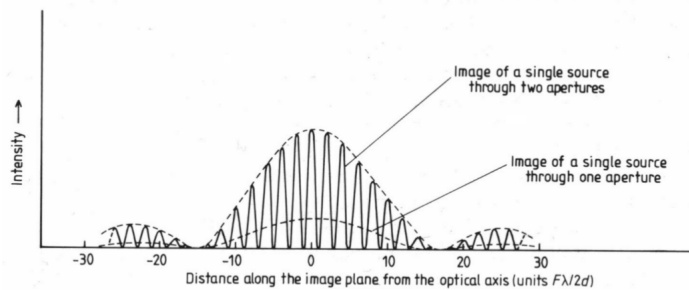
(a) Diagrama esquemàtic



(b) Nombre de màxims en funció del nombre d'escletxes (*slits*)



(c) Difracció de la llum



(d) Comparació de pics per una i dos escletxes

Figura 25: Dispersió de la llum mitjançant un prisma

Per una longitud d'ona determinada, es produeix un pic central (ordre  $n = 0$ ) així com rèpliques a ordres superiors  $n > 0$  (figura 26a). Cal destacar que per totes les longituds d'ona, el pic central cau al mateix lloc però en canvi la distància amb els següents pics varia (figura 26b).

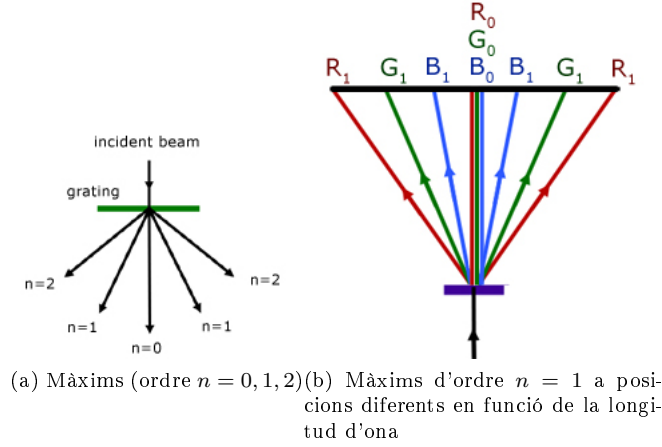


Figura 26: Difracció de la llum

L'angle de difracció dels pics (interferència constructiva) depèn de la longitud d'ona  $\lambda$ , la distància  $d$  entre les escletxes i l'ordre  $n$ :

$$\theta \propto \frac{n\lambda}{d} \quad (41)$$

Per altra banda, els mínims (interferència destructiva) depèn del nombre d'escletxes  $N$ :

$$\theta \propto \frac{\lambda}{Nd} \quad (42)$$

Considerant el criteri de Rayleigh, es vol que la separació entre dos màxims sigui la distància entre mínims:

$$\Delta\theta = \frac{n}{d}\Delta\lambda = -\frac{\lambda}{Nd} \quad (43)$$

Llavors, el poder de resolució correspondrà a al nombre d'escletxes  $N$  per l'ordre  $n$  (com més gran, menys intensitat es rebrà):

$$R = \frac{\lambda}{\Delta\lambda} = N \cdot n \quad (44)$$

És possible millorar la resolució augmentant qualsevol d'aquests factors. Cal tenir present però que el rang espectral lliure (increment en  $\lambda$  necessari, a ordre  $n$ , per assolir la posició corresponent a l'ordre  $n+1$ ) vindrà donat per  $\Delta\lambda = \frac{\lambda}{n}$  i que per tant, en treballar a ordre elevat es barregen els espectres d'ordres diferents, impeding utilitzar  $n$  elevades excepte si es fa amb tècniques de dispersió creuada.

La qualitat d'un espectrògraf s'acostuma a mesurar pel número LR, producte de la quantitat de llum recollida per la resolució. LR menors corresponen als prismes, els entremitjos a les xarxes de difracció i els valors més alts als interferòmetres de Fabry- Pérot.

Per últim, senyalar que l'angle d'entrada  $\alpha$  i de sortida  $\beta$  es troba relacionat amb l'ordre  $n$ , la longitud d'ona  $\lambda$  i la separació  $d$ :

$$\sin(\alpha) + \sin(\beta) = m \cdot \frac{\lambda}{d} \quad (45)$$

### 3.4.5 Mètode d'obtenció d'espectres

En el moment de l'observació serà necessari portar a terme les següents accions:

1. Obtenir diverses imatges amb l'obturador tancat i el temps d'exposició que s'utilitzarà per les estrelles (*darks*).
2. Capturar imatges de la cúpula il·luminada amb la làmpada de calibratge, de la qual es coneixen amb exactitud les línies que emet i la seva longitud d'ona: aquestes hauran de sortir a la imatge i es probable que s'hagi d'ajustar la posició de la xarxa de difracció mitjançant el metròmetre.
3. Cerca les estrelles d'interès, centrar-les a l'escletxa i realitzar les captures.

Un cop obtingudes les imatges, aquestes hauran de ser reduïdes amb les següents accions:

1. Extracció de les corrents fosques (darks) a totes les imatges.
2. Obtenció dels espectres per cada estrella:
  - (a) Determinació de la ubicació de l'espectre i la seva amplada.
  - (b) Ajustar per mínims quadrats la forma de la traça (aquesta no té per què ser perfectament perpendicular a la imatge).
  - (c) Integració de la traça per cada posició.
  - (d) Determinació i extracció del fons de cel.
3. A les imatges de les làmpades, identificar com a mínim dos línies conegudes per determinar a quin píxel cau cada longitud d'ona fent una extrapolació lineal o un ajust per mínims quadrats. El pic de la línia s'ha de determinar fent un ajustament gaussià.
4. Conversió de les coordenades dels espectres extrets a les corresponents longituds d'ona.

Amb les imatges reduïdes es podran fer ajustaments gaussians a les línies d'emissió o absorció d'interès per tal de determinar la ubicació del seu pic.

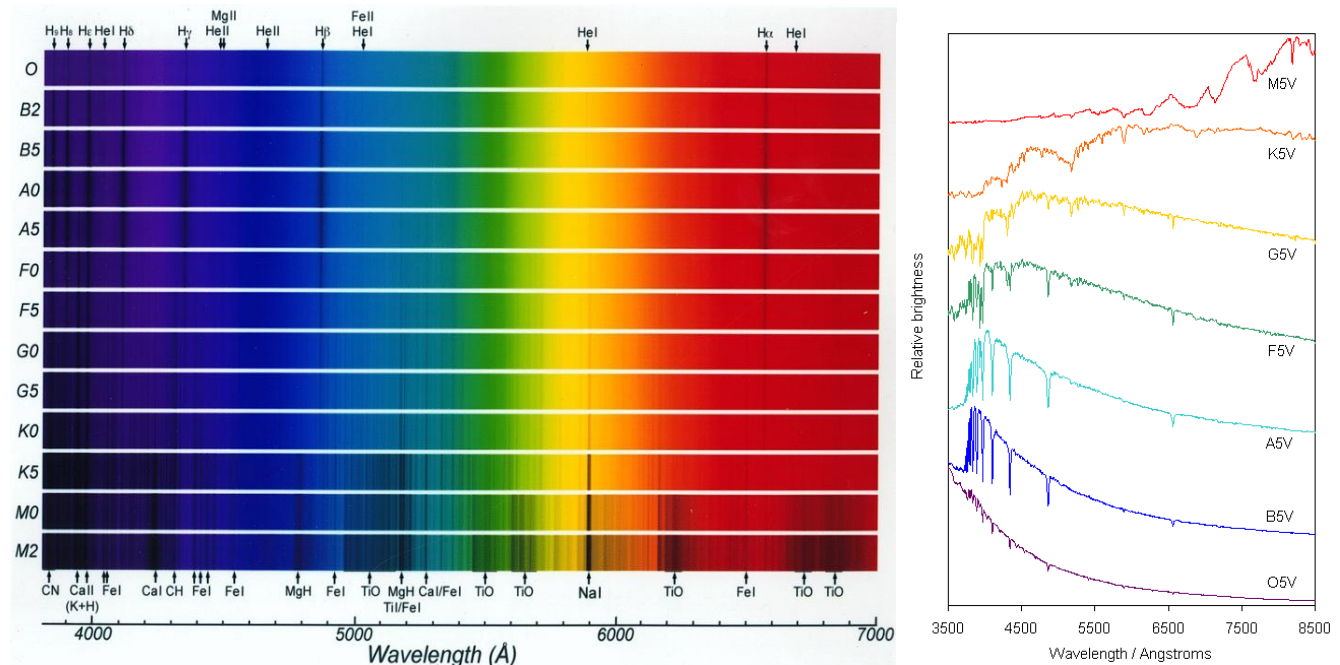


Figura 27: Espectres per tipus d'estrella (colors afegits a posteriori)

## 4 Observació des de l'espai

Per evitar els efectes de l'atmosfera terrestre, una bona opció és portar a l'espai exterior la instrumentació necessària per fer observacions.



## 4.1 Missions

Any	Descripció
oct 1957	Sputnik-1: primer satèl·lit artificial
nov 1957	Sputnik-2: amb Laika
1959	URSS comença el programa Luna (amb LUNA-1) fotografien la cara amagada de la Lluna 1961 Yuri Gagarin: primer home en òrbita (Terra)
1959-68	Pioneer 5-9 (des de la Terra, mesures vent solar i camp magnètic)
1961	Venera 1 (URSS) - Venus
1962	Mariner 2 (USA) - Venus
1966	Venera 3 (URSS) - primer impacte en un altre planeta
1966	URSS allunitza una estació automàtica i retransmissió en directe d'imatges (Luna-9), i posada en estació d'un satèl·lit artificial (Luna-10)
1969	Ranger (allunització "dura"), Orbiter (satèl·lits artificials), Surveyor (allunització "suau"), Apollo (allunització d'astronautes): Apollo XI primer home a la Lluna
1970	UHURU: Primer raigs X (170 fonts discretes)
1970	CosB: Primer raig $\gamma$
1970-73	Helios-1 Skylab Apollo: vent solar i corona
1971	Mars 2, 3 (URSS) - primer impacte a Mart, primer descens suau
1971	Mariner 9 (USA) - primera òrbita al voltant d'un planeta Mart
1972-73	Pioneer 10 i 11 - abandonen el sist. Solar
1973	OAO-3 (Copernic) telescopi reflector de 80 cm amb un espectròmetre UV (70-300 nm)
1974	Mariner 10 (USA) - Mercuri
1977	Llançament Voyager 1 i 2: troben Júpiter (1979), Saturn (1980), Urà (1986), Neptú (1989)
1980	Solar Maximum Mission: $\gamma$ , X, UV
1983	IRAS: primer IR (mapa de la galàxia en 4 bandes)
1986	Giotto (ESA): cometa Halley
1988	Deep Space 1 (NASA): asteroide Braille i cometa Borrelly
1989	Hipparcos: mesura massiva de paral·laxis i moviments propis (astrometria)
1989	COBE: Radiació còsmica de fons (NASA)
1990	Hubble Space Telescope: telescopi reflector 2,4 m (NASA)
1991	Galileo: Júpiter
1991	Yohkoh: flares i ejeccions solars
1992	Ulysses (ESA/NASA): primera òrbita polar
1995	SOHO multi-longitud d'ona, observació contínua del sol
1997	Cassini-Huygens - Saturn i Titàn (2005)
2001	Near Shoemaker (observació asteroide Eros)
2001	WMAP: Mesura de la radiació còsmica de fons amb més precisió que COBE (NASA)
2003	Mars Express (ESA)
2004	Rosetta: descens al cometa Wirtanen 2011
2005	Deep Impact: impacte al nucli cometa 9P/Tempel
2006	New Horizons: Plutó 2015
2008	Solar Dynamic Observatory

Taula 5: Missions i esdeveniments més rellevants

## 4.2 Subsistemes d'un satèl·lit

- Determinació i control d'actitud (sensors i actuadors) per controlar les operacions científiques

- Guiatge, navegació i control. Propulsió.
- Comandaments i manipulació dades.
- Comunicacions (recepció i transmissió).
- Font d'energia: panells solars o, per exemple, radioisòtops. Bateria (eclipsis).
- Control tèrmic.
- Instrumentació científica (col·lector+detector).

## 5 Annex I. Errors

### 5.1 Xifres significatives

Les xifres significatives són la quantitat de dígits que realment s'estan mesurant amb un instrument determinat. Quan es treballa amb diferents unitats es pot donar el cas que es representi un número amb més xifres de les significatives com per exemple 2,3 m i 0,0023 km, a on els dos tenen 2 xifres significatives. En aquest sentit, és més adient treballar amb notació científica:  $2,3m = 2,3 \times 10^2cm = 2,3 \times 10^{-3}km$  i així es dona en tot moment el número de xifres significatives.

Si operem amb mesures que tenen diferents xifres significatives, per exemple: 1,02 té tres xifres significatives, i en canvi 32,76 té 4 xifres significatives, el resultat ha de tenir només el mínim dels dos (en aquest cas tres). Per exemple,  $1,02 + 32,76 = 33,8$ .

En quant als errors, han d'estar arrodonits per excés i el seu últim número ha de tenir el mateix pes que l'últim número de la mesura. Per exemple, per una mesura 1534,981 amb un error 53,22 que ha sigut mesurat amb un instrument que proporciona 3 xifres significatives s'ha de representar com  $1530 \pm 60 = 153 \times 10^1 \pm 6 \times 10^1$ .

### 5.2 Tipus d'error

**Absoluts** Resta entre la mesura i el valor que hauria de tenir. Té unitats de la magnitud original.

**Relatius** Divisió entre l'error absolut i la mesura ( $\frac{\delta x}{|x|}$ ).

### 5.3 Propagació d'errors

Considerant unes dades inicials amb errors determinats  $x \pm \delta x$  i  $y \pm \delta y$ , l'error resultant d'una operació dependrà del tipus de la mateixa que, pel cas més pessimista (variables dependents), correspon a:

- Sumes ( $z = x + y$ ) i restes ( $z = x - y$ ):  $\delta z = \delta x + \delta y$
- Multiplicacions ( $z = x \cdot y$ ) i divisions ( $z = \frac{x}{y}$ ):  $\delta z = |z| \left( \frac{\delta x}{|x|} + \frac{\delta y}{|y|} \right)$
- Multiplicació per una constant ( $z = A \cdot x$ ):  $\delta z = A \cdot \delta x$
- Potència ( $z = x^n$ ):  $\delta z = |q| \cdot |n| \cdot \frac{\delta x}{|x|}$

Les anteriors operacions es troben compreses dintre de l'expressió general ( $z = f(x, y)$ ):

$$\delta z = \left| \frac{\partial f}{\partial x} \right| \delta x + \left| \frac{\partial f}{\partial y} \right| \delta y \quad (46)$$

Per exemple, per  $z = A \cdot x^\alpha y^\beta$  s'obté  $\delta z = |z| \cdot \alpha \frac{\delta x}{|x|} + \beta \frac{\delta y}{|y|}$ .

No obstant, si les mesures són independents, la hipòtesi anterior és exagerada donat que els errors es cancel·len parcialment i es propaguen quadràticament. Llavors l'expressió general seria:

$$\delta z = \sqrt{\left(\frac{\partial f}{\partial x}\delta x\right)^2 + \left(\frac{\partial f}{\partial y}\delta y\right)^2 + \dots + \left(\frac{\partial f}{\partial w}\delta w\right)^2} \quad (47)$$

A mode d'exemple:

- Multiplicació  $z = A \cdot x$  s'obté  $\delta z = A \cdot \delta x$
- Resta  $z = x - y$  s'obté  $\delta z = \sqrt{(\delta x)^2 + (\delta y)^2}$
- Multiplicacions i potències  $z = A \cdot x^\alpha y^\beta$  s'obté  $\delta z = |z| \cdot \sqrt{\left(\alpha \frac{\delta x}{|x|}\right)^2 + \left(\beta \frac{\delta y}{|y|}\right)^2}$