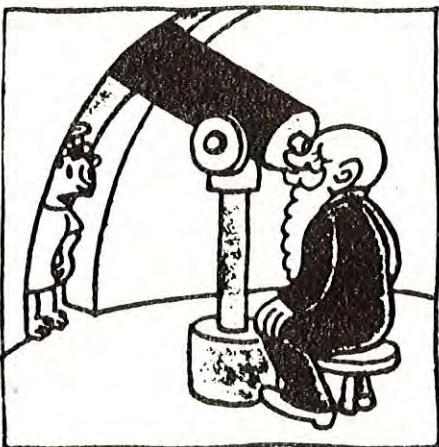
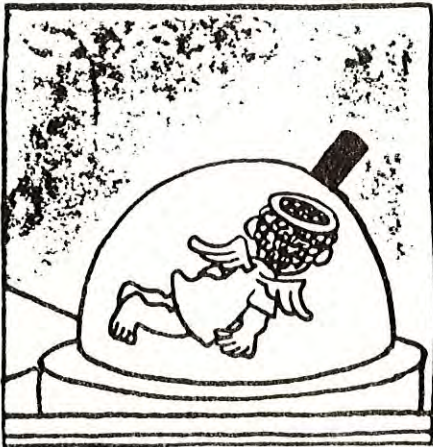




TECHNIQUES MODERNES D'OBSERVATION



Nous avons vu que différents processus physiques se manifestent par des phénomènes électromagnétiques à des longueurs d'onde très différentes; de plus, un phénomène ^(électromagnétique) donné n'est pas toujours lié de façon univoque à un seul phénomène physique. Il s'en suit qu'il faut observer les astres dans une gamme spectrale aussi large que possible.

L'astronomie optique a dominé l'astronomie pendant très longtemps essentiellement pour deux raisons :

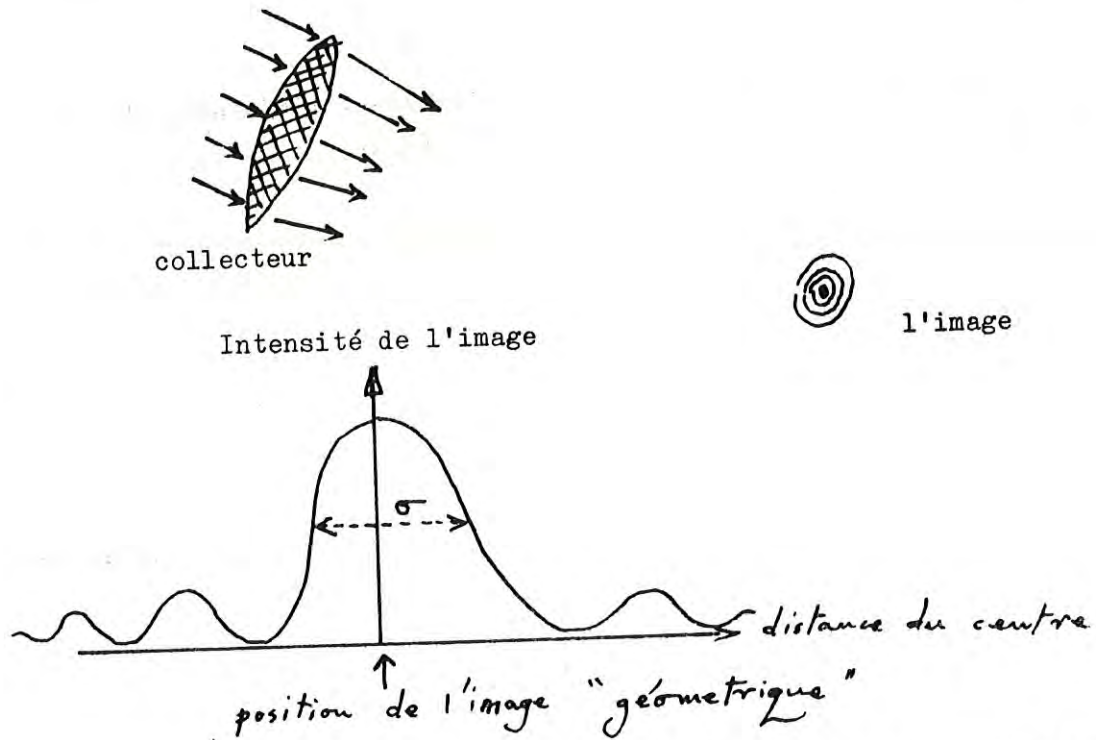
1^o) Il est relativement facile de construire les éléments optiques : les rayons lumineux sont réfléchis et réfractés par des matériaux qui se trouvent couramment "sous la main" . Les miroirs étaient connus au moins chez les Grecs (cf Archimède !) ; les lentilles étaient utilisées en Europe pour corriger la vision défectueuse à partir d'environ 1200.

2^o) L'atmosphère de la Terre est très transparente aux rayons lumineux. De plus nous possédons un récepteur naturel - l'oeil - ayant une très grande sensibilité.

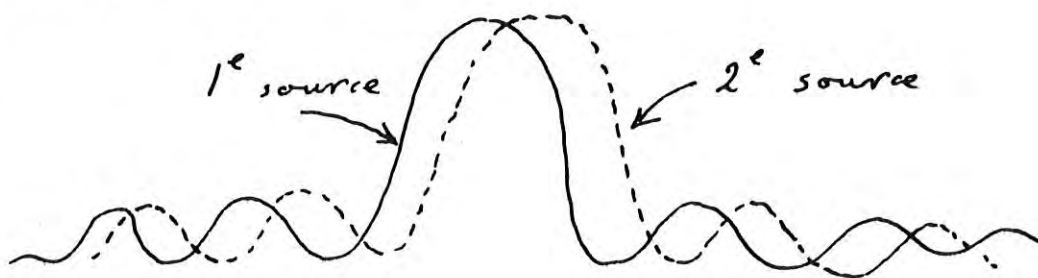
C'était le développement d'une nouvelle technologie après 1945 qui a donné la poussée à l'astronomie "non optique" : d'une part, la disponibilité des antennes radio et l'évolution des radio-récepteurs sensibles a permis l'évolution de la radio-astronomie, d'autre part, le développement des fusées nous a donné le moyen de surmonter l'atmosphère terrestre et donc d'étudier l'émission des astres en rayons - γ , rayons-X, etc...

Il est instructif de résumer brièvement l'instrumentation de l'astronomie optique : nous verrons que les mêmes principes se retrouvent dans les autres domaines spectraux, la différence étant dans l'importance relative des différents éléments.

source ponctuelle



On remarque alors que si deux sources ponctuelles sont trop près l'une de l'autre, les deux images se recouvrent partiellement et il sera très difficile de les distinguer comme deux sources différentes.



⇓
images superposées



Il est souvent admis que deux sources ponctuelles peuvent être résolues quand leur séparation angulaire dépasse σ , la largeur du pic central des ~~anneaux~~ de diffraction. On montre que :

$$\begin{aligned}\sigma &\approx \frac{\lambda}{D} \cdot 1.22 \quad \text{radian} \\ &= \frac{\lambda}{D} \times 2.5 \times 10^5 \quad \text{arc sec}\end{aligned}$$

où D est le diamètre du collecteur.

On appelle cette quantité le pouvoir séparateur.

Il est instructif de calculer σ pour quelques cas simples.

a) télescope de 6 mètres (en U.R.S.S., actuellement le télescope optique le plus grand du monde) à $\lambda = 5000 \text{ \AA}$:

$$\sigma \approx .02 \text{ arc sec.}$$

b) oeil (2mm) à $\lambda = 5000 \text{ \AA}$:

$$\sigma \approx 50 \text{ sec.}$$

c) télescope de 6 m à $\lambda = 21 \text{ cm}$ (radio) :

$$\sigma \approx 2^\circ$$

d) Pour construire un radio télescope ayant le même pouvoir séparateur que l'oeil, le diamètre d'un miroir doit être :

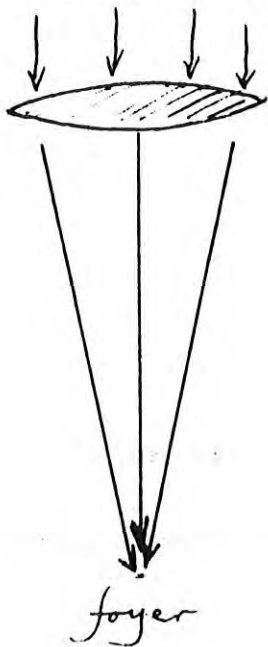
$$D \approx 1 \text{ km}$$

e) Pour construire un radio-télescope ayant le même pouvoir séparateur que le télescope de 6 m :

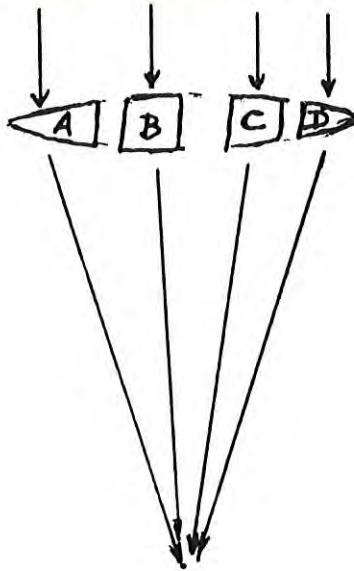
$$D \approx 2000 \text{ km}$$

Remarquons que, à résolution égale, les radio-télescopes *doivent* être beaucoup plus grands que les télescopes optiques.

Formellement, nous pouvons considérer qu'un collecteur est un ensemble d'éléments optiques qui dirigent le rayonnement incident vers un foyer unique; au foyer, alors, on observe la superposition cohérente de toutes les franges d'interférence formées par l'ensemble "d'interféromètres" qui constituent le collecteur. Par exemple, pour un collecteur bi-dimensionnel :



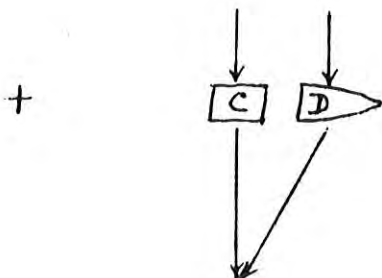
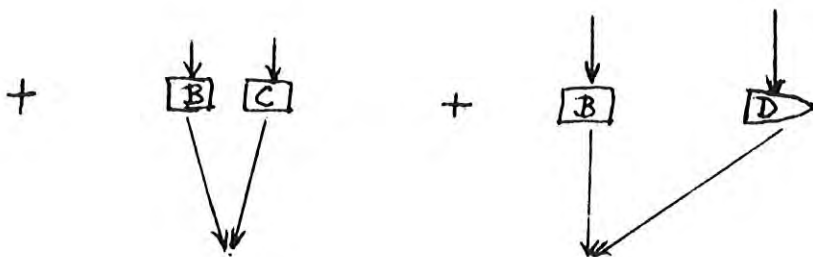
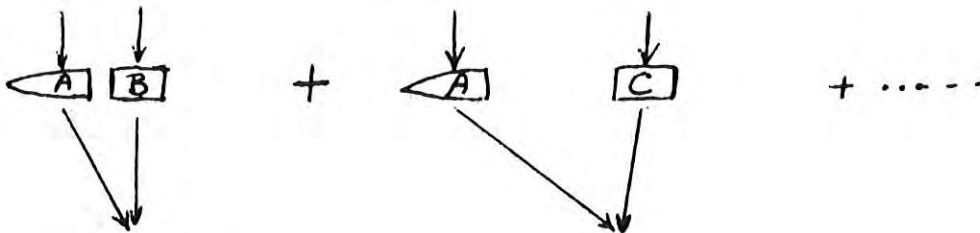
"équivalence"
 \Rightarrow



au foyer : comme si le collecteur
 était l'ensemble d'interféromètres

$$[AB + AC + AD + BC + BD + CD]$$

⇓ "décomposition"



Ces considérations nous amènent à 2 conclusions :

a) pour le bon fonctionnement d'un interféromètre, il faut que les chemins optiques soient déterminés à une fraction d'une longueur d'onde. Il s'en suit qu'un collecteur donnera une bonne image seulement si la surface (ses surfaces dans le cas d'une lentille !) est taillée à une précision d'une fraction de λ : au moins $\lambda/10$. Dans le cas optique, cela implique une précision de travail de l'ordre de 5×10^{-6} cm; dans le cas radio, la précision exigée varie d'une fraction de millimètre jusqu'à quelques centimètres, selon la longueur d'onde. On remarque, en particulier, que le miroir d'un radiotélescope qui fonctionne à 21 cm peut être constitué d'un grillage de fils métalliques : en effet, les ondes à 21 cm "ne voient pas" des "trous" ayant une dimension inférieure à 1 cm ! De même un télescope conçu pour l'infra-rouge peut avoir une qualité optique bien inférieure à celui qui fonctionne en optique.

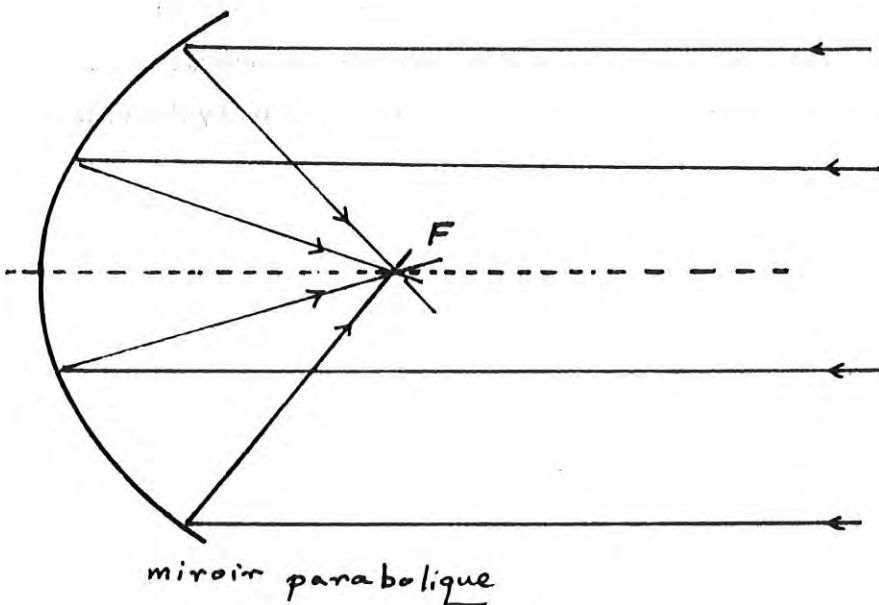
b) Un collecteur peut être "décomposé" en petits éléments individuels. Cette décomposition n'est pas seulement une astuce formelle : elle peut être réalisée et elle nous donne la possibilité de construire des télescopes relativement peu coûteux ayant certaines caractéristiques des instruments très grands (voir plus loin : Télescopes radioastronomiques - Synthèse d'ouverture).

La forme d'un miroir astronomique

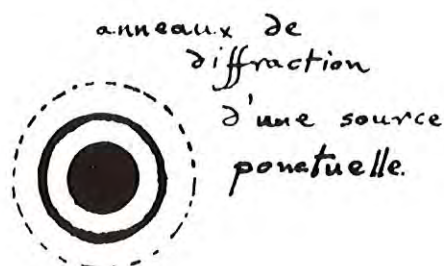
Le but d'un miroir ^{astronomique} est de ramener un faisceau de lumière essentiellement parallèle à un foyer unique.

Deux formes de miroirs sont couramment utilisées en astronomie - miroir sphérique et miroir parabolique. Chaque forme a des avantages et des inconvénients - la forme est choisie selon l'application envisagée.

Miroirs paraboliques

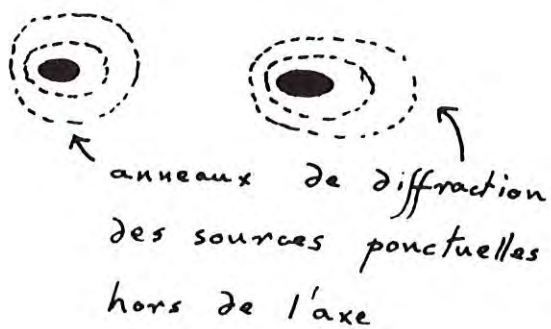
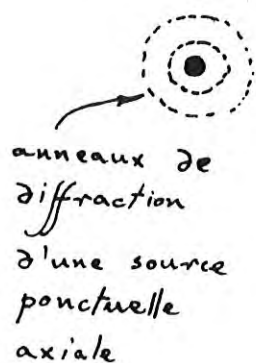
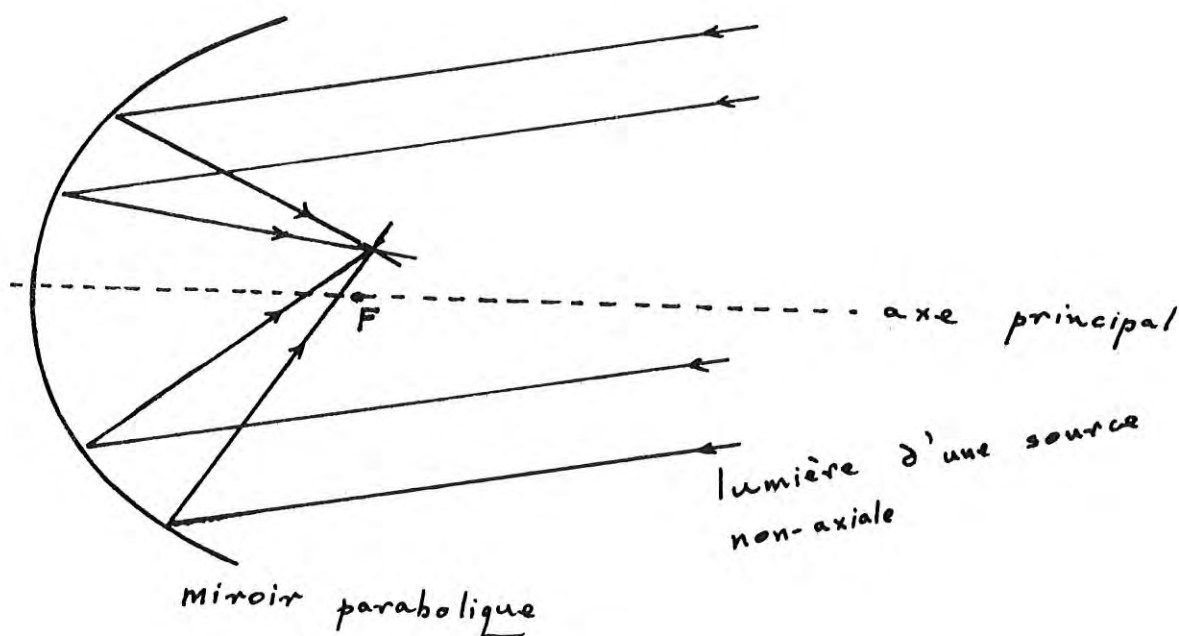


Tout rayon lumineux parallèle à l'axe principal d'un miroir parabolique quelle que soit sa distance par rapport à l'axe, est ramené à un foyer unique F.



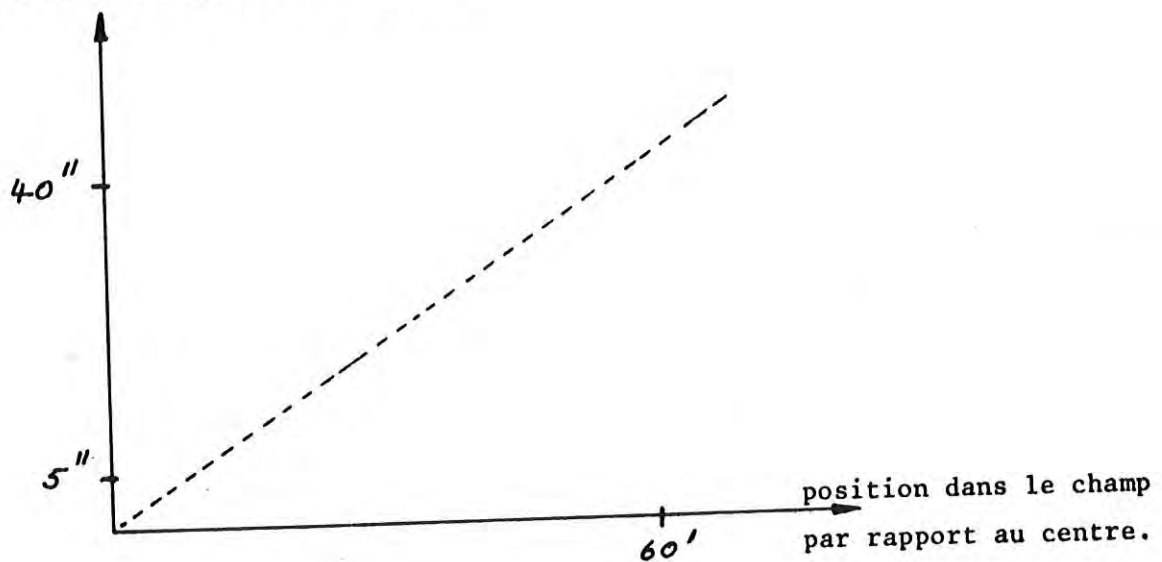
Par conséquent, l'image d'une source ponctuelle qui se trouve sur l'axe de l'instrument est une tache de diffraction parfaitement circulaire : les images axiales ne sont pas déformées.

Tout de même, un miroir parabolique n'a qu'un seul axe de symétrie ; par conséquent, les images des sources ponctuelles qui se trouvent dans des directions autres que l'axe principal ne sont plus symétriques (aberration type "coma").



La déformation est d'autant plus grande que l'image est loin de l'axe de symétrie ; de plus, pour une surface réfléchissante donnée, elle est d'autant plus grande que la longueur focale est petite. On peut chiffrer la déformation en termes du nombre de secondes d'arc d'écart entre la forme d'une image "idéale" et la forme obtenue : la figure indique schématiquement cet écart à différents endroits du champ dans le cas du télescope de 5 m de Palomar.

écart entre image réelle et image idéale



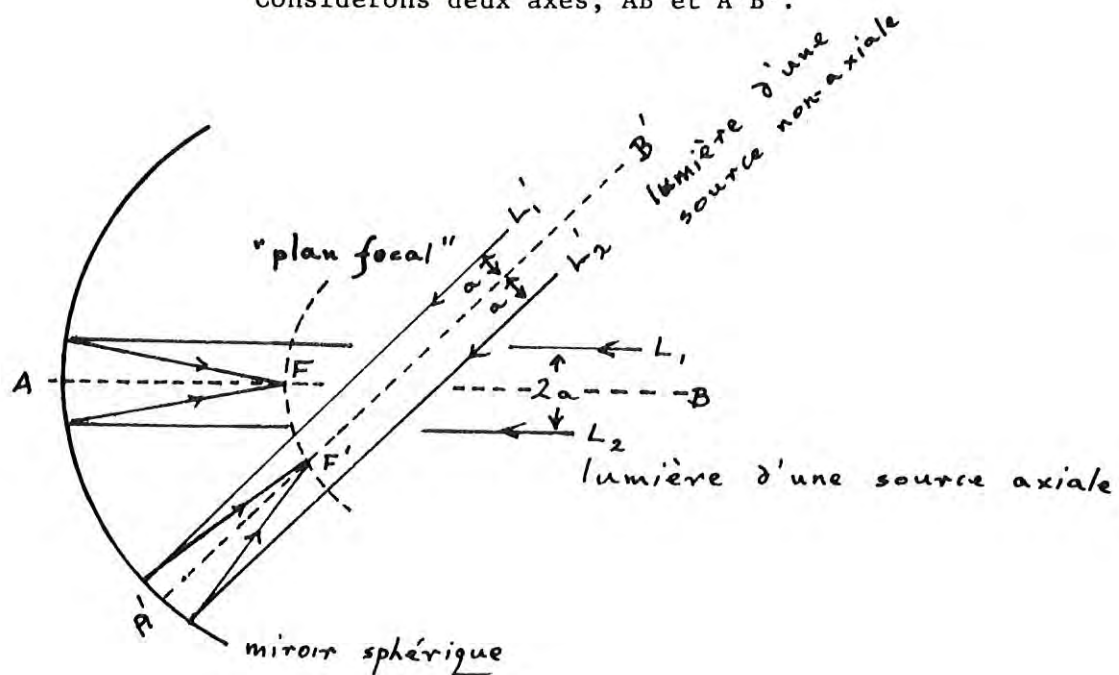
Nous voyons alors que, dans le cas d'un miroir parabolique, les aberrations non-axiales deviennent rapidement insupportables ; par conséquent, un télescope à miroir parabolique est un instrument adapté à l'étude des petits champs (< quelques minutes d'arc) dans le ciel.

Un tel instrument est mal adapté à la cartographie du ciel.

Miroirs sphériques

Un miroir sphérique n'a pas d'axe privilégié de symétrie.

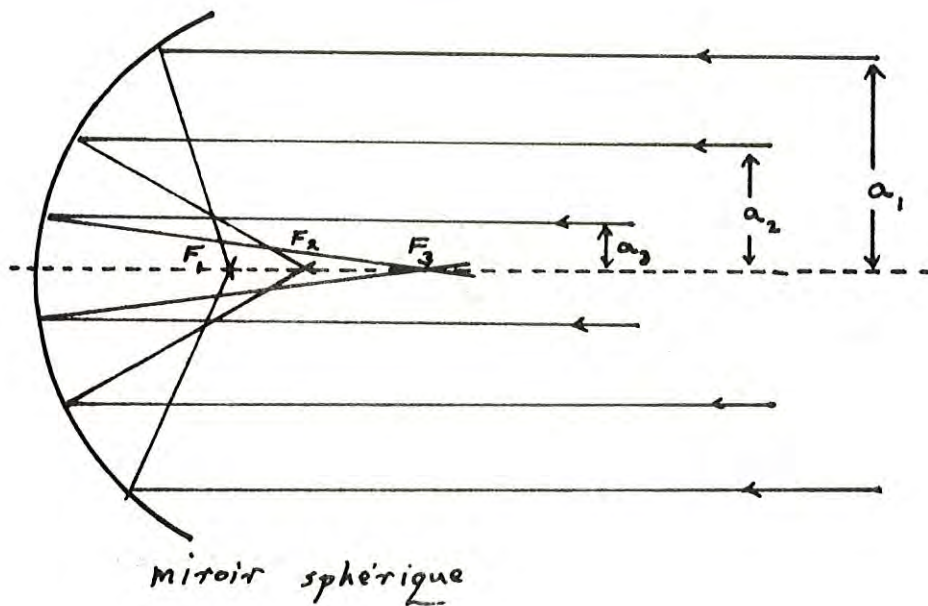
Considérons deux axes, AB et A'B'.



Considérons deux rayons lumineux L_1 , L_2 , situés à une distance a de l'axe AB et parallèles à celui-ci, incidents sur le miroir. Les deux rayons seront ramenés au foyer F, dont la distance au miroir est $R/2$, où R est le rayon de courbure de la surface sphérique.

Considérons maintenant deux rayons lumineux L'_1 , L'_2 , situés à une distance a de l'axe A'B' et parallèles à celui-ci, incidents sur le miroir. Les rayons seront ramenés au foyer F', dont la distance au miroir est $R/2$.

On voit alors que l'enveloppe de tous les foyers qui correspondent aux différentes directions dans l'espace ("plan focal") est une surface courbe parallèle à la surface du miroir - le plan focal d'un miroir sphérique est une sphère. Comme (en première approximation) les différentes directions sont équivalentes, la qualité de l'image est indépendante de l'endroit où se trouve l'image dans le plan focal - un instrument à miroir sphérique est capable d'étudier des grands champs.

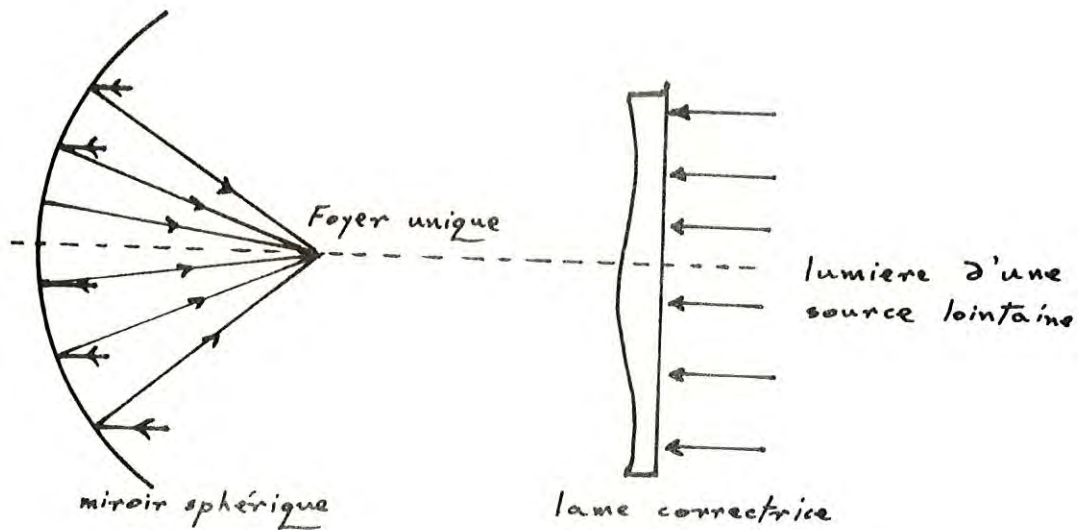


Pourtant, considérons un axe particulier, et des rayons lumineux incidents à différentes distances de cet axe (tel un faisceau de lumière d'une source ponctuelle).

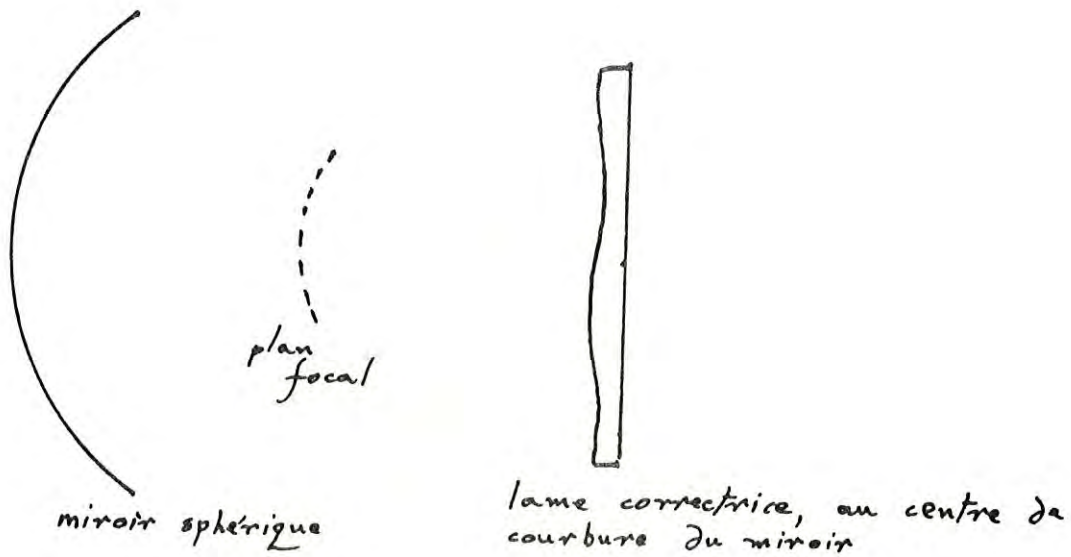
En traçant les chemins suivis par les différents rayons, on remarque que le foyer n'est pas unique : le foyer, pour les rayons loins de l'axe, est plus près du miroir que celui des rayons tout près de l'axe. On appelle ce phénomène "l'aberration sphérique" : son effet est d'étaler (de façon symétrique) les images des sources ponctuelles par rapport au disque de diffraction idéale. L'aberration sphérique est d'autant plus grande que le rayon de courbure du miroir est petite devant son ouverture : le pouvoir séparateur de l'instrument est ainsi réduit énormément.

Pour corriger l'aberration sphérique, sans perdre le grand champ d'un miroir sphérique, il faut trouver un moyen de ramener les faisceaux incidents sur les zones externes du miroir au même foyer que les faisceaux incidents sur les zones centrales.

Dans le domaine optique, on place à l'entrée du télescope une lame de verre (le problème est résolu différemment dans le domaine radio).



La lame n'est pas plan parallèle : son épaisseur est fonction du rayon, de façon à introduire une déviation supplémentaire pour les rayons lumineux incidents sur les zones externes : ainsi, les chemins optiques de l'ensemble des rayons lumineux d'un faisceau se terminent en un foyer unique. La lame est placée au centre de courbure du miroir : dans cette position, son effet optique est indépendant (en première approximation) de la direction d'où vient le faisceau, et l'instrument garde ses caractéristiques de grand champ.



Remarquons que, puisque la lame correctrice est relativement mince, elle n'introduit pas d'aberrations chromatiques.

On appelle un tel appareil "le télescope de Schmidt". Il est très bien adapté à la cartographie du ciel, puisque son champ utile est de quelques degrés d'arc. Le plus grand Schmidt du monde est celui de Palomar, dont le miroir est de 48 pouces ($\approx 120\text{cm}$) de diamètre : cet appareil a été utilisé pour la photographie systématique des champs stellaires.

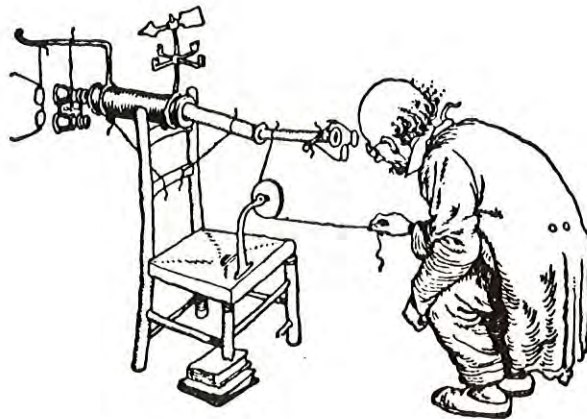
Un inconvénient fondamental est la courbure du plan focal : en

effet, les plaques photographiques doivent être déformées ^{légèrement} pendant la pose. La dimension de l'instrument est limitée par la difficulté de fabriquer des lames de verre sans défaut, supérieures à environ 1m de diamètre.

Monture : La fonction d'une monture est :

- a) soutenir l'appareil de façon la plus stable possible (pas de vibrations etc) et de l'isoler mécaniquement de son "environnement".
- b) permettre un pointage rapide et sûr
- c) permettre à l'instrument de suivre un astre avec une précision inférieure à la dimension apparente de l'image d'une étoile.

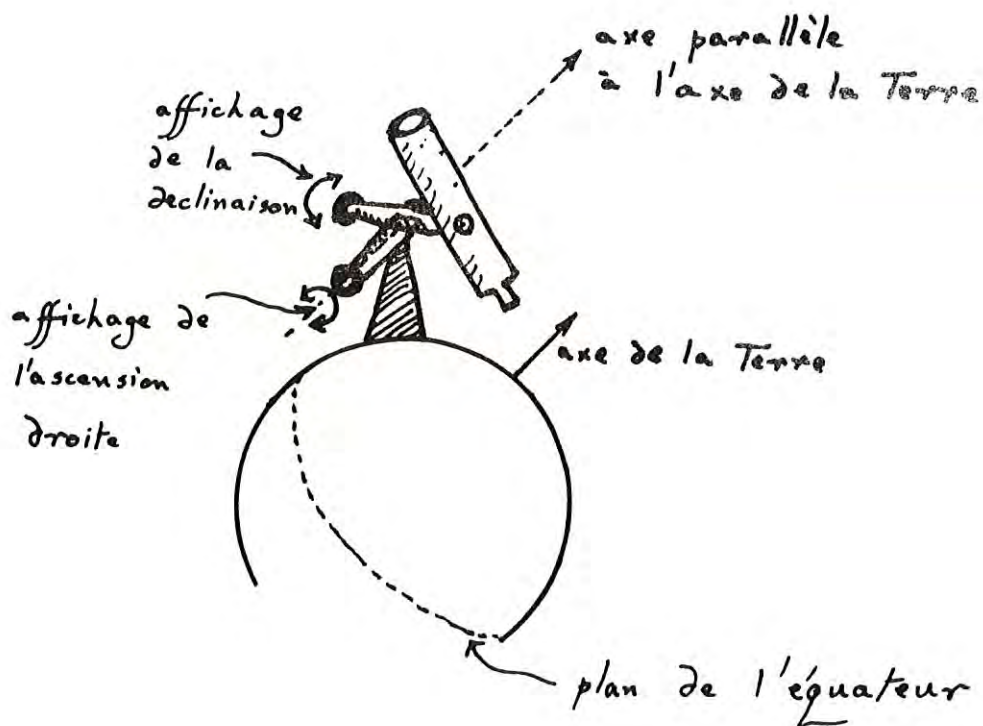
... Et tout ça à bon prix, bien sûr !



En effet, les montures sont très diversifiées : aucune n'est parfaite, et on la choisit selon les applications envisagées, l'argent disponible, les possibilités technologiques du moment, etc. Dans la suite, nous allons souvent parler de 4 types principaux, qu'on retrouve aussi bien en astronomie optique qu'en astronomie radio.

1) Monture "polaire" : cette monture date du début du 19^e siècle et, en différentes formes, est devenue la monture "universelle".

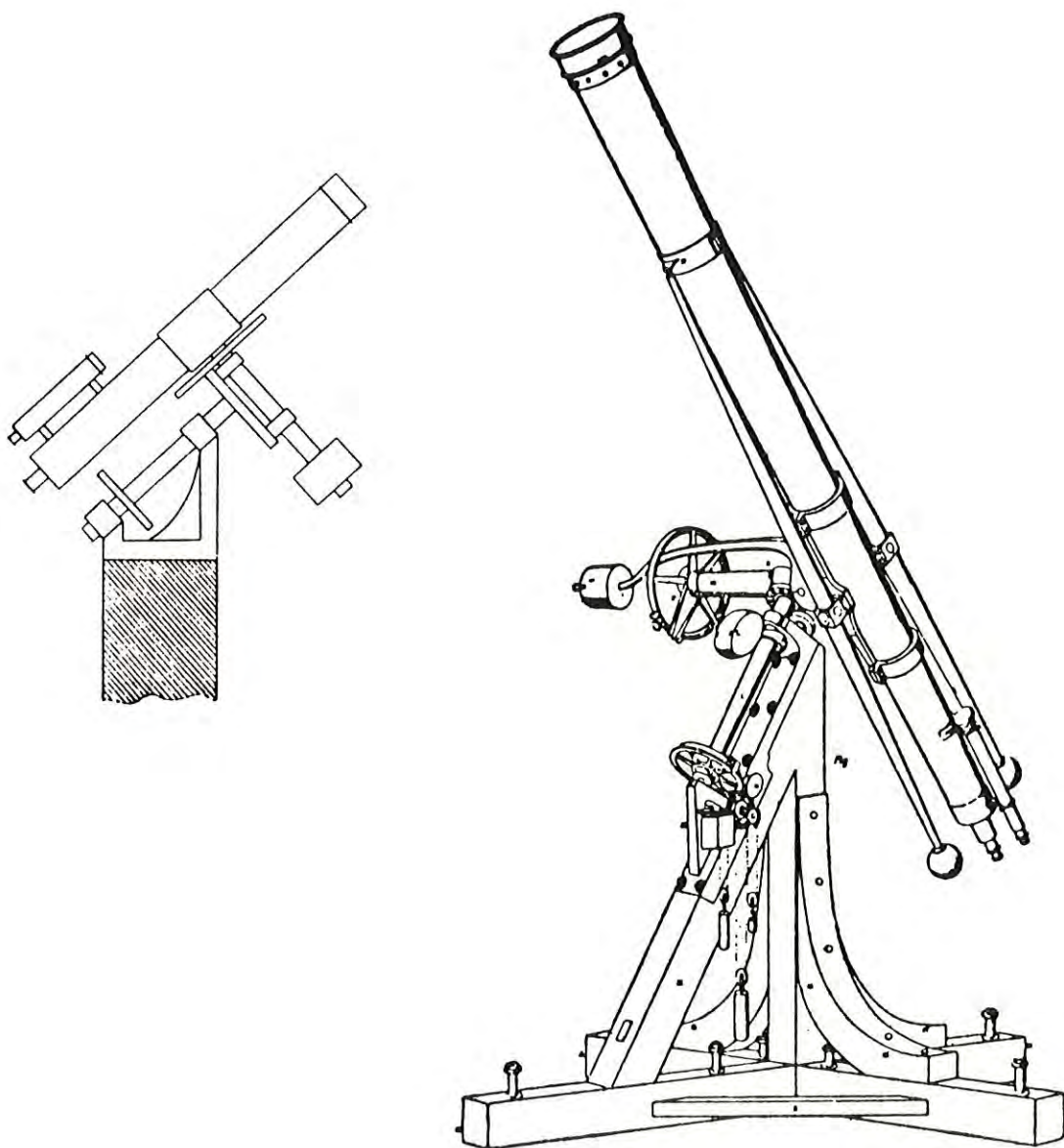
L'instrument est monté sur 2 axes perpendiculaires mobiles, ce qui permet un pointage dans toutes les directions du ciel (ou presque toutes, selon la réalisation). Un axe est parallèle à l'axe de la Terre ; par conséquent, une fois l'astre dans le champ de vue, il suffit d'animer cet axe d'un mouvement de rotation opposée à la rotation de la Terre et à la même vitesse pour pouvoir suivre l'astre pendant de longues périodes.



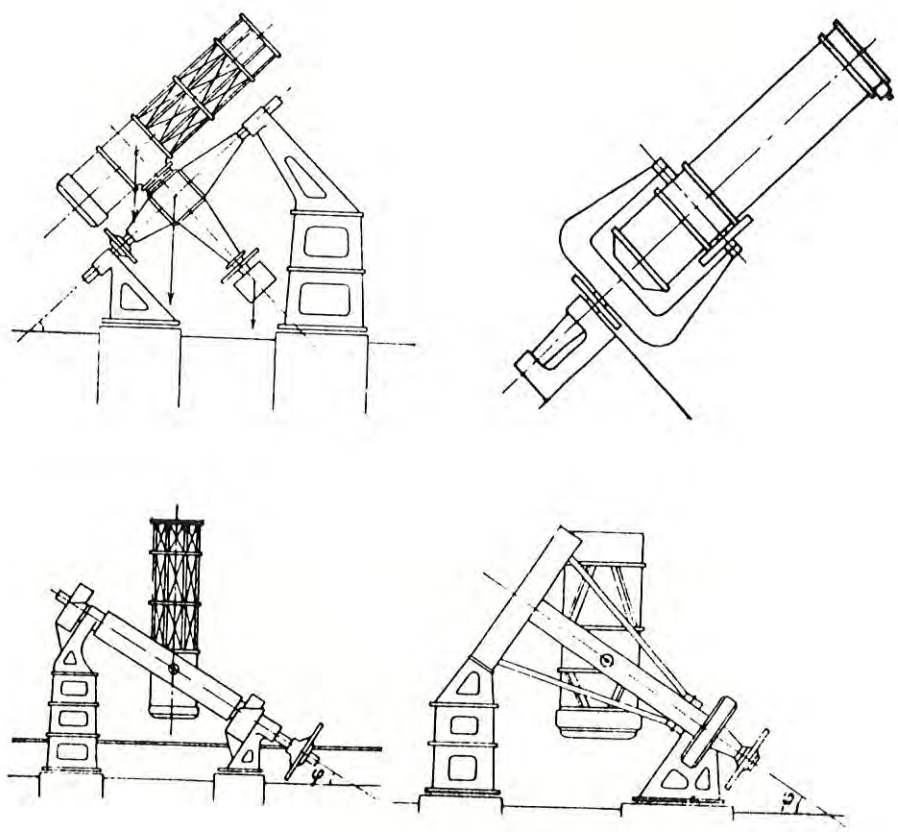
La conception du système est très simple, puisqu'un seul moteur "guide" l'instrument. De plus, les positions des astres peuvent être affichées directement sur des cercles gradués attachés aux axes : un cercle attaché à l'axe polaire indique l'ascension droite de l'étoile, corrigée pour l'heure sidérale ("l'angle horaire"), tandis qu'un cercle attaché à l'axe perpendiculaire indique directement la déclinaison. En connaissant l'heure sidérale, on peut

donc pointer l'instrument en affichant simplement les coordonnées de l'objet.

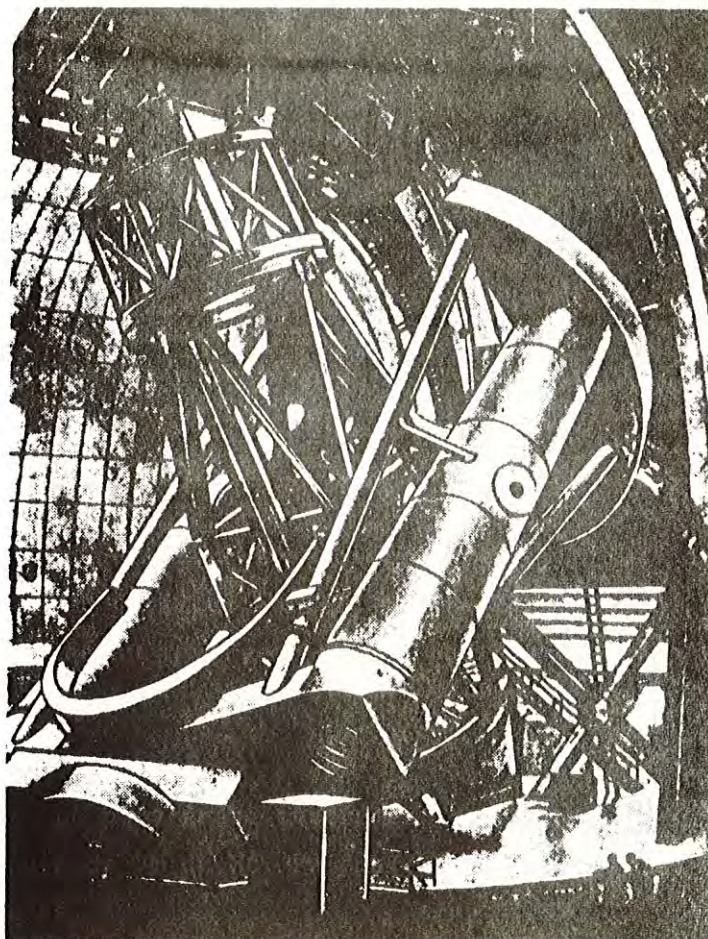
La figure montre un exemple simple d'une monture polaire - on appelle cette version "la monture équatoriale". Elle est commode pour les petits instruments, mais on remarque qu'elle est très désavantageuse du point de vue de la stabilité mécanique des composantes - le poids n'est pas bien distribué, mais au contraire se concentre à un endroit seulement.



Des montures mécaniquement beaucoup plus rigides ont été conçues pour les grands télescopes. Ayant un axe parallèle à l'axe de la Terre, on garde les avantages du système polaire, mais on remarque que le poids est maintenant distribué de façon plus raisonnable. Par conséquent, ces montures seront beaucoup plus stables et donc "suivront" un astre dans le ciel avec beaucoup moins d'erreurs dues aux flexions mécaniques des composantes (mais il va y en avoir, quoi qu'on fasse !).



Le plus grand instrument optique de ce genre jamais réalisé est le télescope de 5m du Mt. Palomar, jusqu'à 1974 le plus grand télescope optique du monde.



Remarquons une propriété très importante de la monture polaire : comme l'instrument "suit" le ciel grâce au mouvement d'un seul axe, le télescope reste absolument fixe par rapport au ciel - le télescope ne tourne pas autour de son axe par rapport au ciel. Cette propriété est très utile pour la photographie en particulier : la plaque de photo (ou autre enregistreur) peut-être attachée au foyer, et on n'a pas à s'en occuper pendant la pose.

La monture azimuthale n'a pas cette propriété.

Dans un monde idéal, donc, il suffit d'animer l'axe polaire d'une rotation uniforme (1 tour par jour) pour pouvoir suivre un astre. Malheureusement (heureusement, pour les ingénieurs !), le monde est loin d'être idéal :

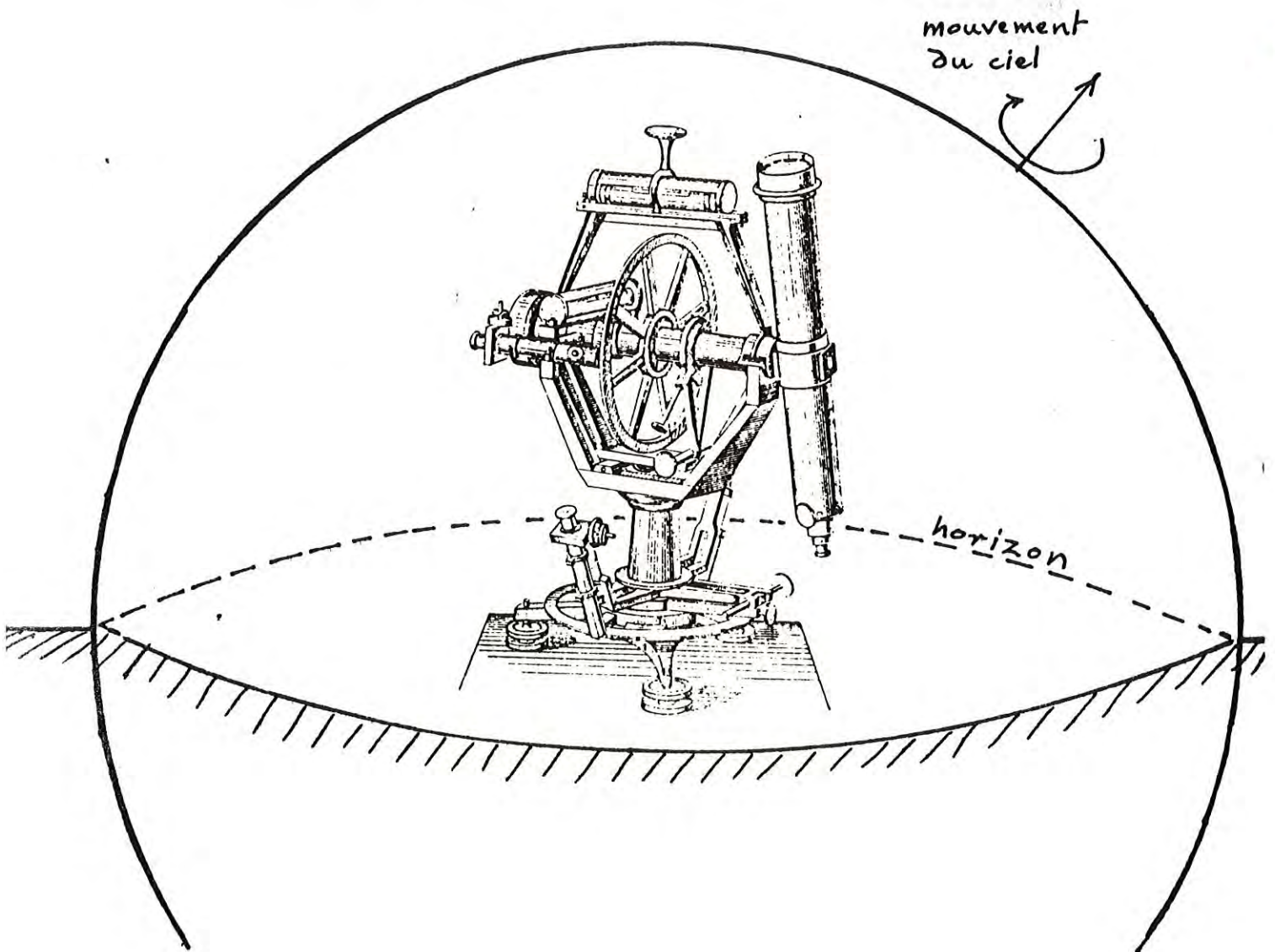
- a) toute matière cède à des forces ; les forces de déformation varient selon l'orientation de l'instrument. Par conséquent, la direction dans laquelle le télescope est dirigé ne correspond pas nécessairement à sa direction nominale : l'écart varie d'un objet à un autre et pour le même objet au cours du temps.
- b) l'atmosphère change ses propriétés de temps à autre ; de plus, dans différentes directions, on voit à travers différentes épaisseurs de l'atmosphère et par conséquent, la réfraction atmosphérique change selon la direction de visée. il s'ensuit que la position apparente d'un astre dans le ciel ne correspond pas à sa position théorique : l'écart est fonction du temps, de la direction de visée, et peut varier de façon aléatoire d'un instant à l'autre.

On voit alors qu'il ne suffit pas de trouver l'astre ... et brancher le moteur de l'axe polaire : pour s'assurer que l'astre reste toujours bien pointé, il faut corriger le mouvement du télescope.

Certains écarts peuvent être corrigés de façon systématique : par exemple, les flexions des composantes mécaniques (étalonnage) et la réfraction atmosphérique (calcul). Aujourd'hui, ces corrections sont le plus souvent assurées par un ordinateur, dans la mémoire duquel on a emmagasiné une table de corrections établie avant. Les phénomènes aléatoires sont corrigés en visant la même région du ciel avec un télescope de guidage : on peut surveiller manuellement, ou avec un dispositif photo-électrique.

Question : On observe la Lune avec un télescope à monture polaire. En supposant des conditions idéales (pas de flexions, réfraction atmosphérique, etc...), doit-on faire des corrections ? Pourquoi ?

Monture azimuthale : un axe est dirigé vers le zénith, et l'autre est parallèle au plan horizontal.



On voit que, pour suivre le ciel, il faut animer le télescope de deux mouvements à la fois ; de plus, la vitesse relative des deux axes est fonction de la position de l'astre dans le ciel. Remarquons aussi que, par rapport au ciel, le télescope tourne autour de son axe en suivant un objet particulier - par conséquent, des poses photographiques ne peuvent pas être faites avec une plaque solidaire avec l'instrument.

Ces considérations ont amené, au début du 20^e siècle, à l'abandon de la monture azimuthale pour les grands télescopes universels, malgré sa simplicité et rigidité mécaniques.

Néanmoins, à l'heure actuelle, la monture azimuthale redevient avantageuse, grâce à l'ordinateur. En effet, la vitesse relative de rotation des axes, ainsi que la vitesse à laquelle il faut tourner la plaque photographique, peuvent être calculées pour chaque endroit du ciel, et un ordinateur peut se charger des mouvements de l'instrument. De même, l'ordinateur peut faire toutes les transformations nécessaires entre les coordonnées équatoriales d'un astre (les coordonnées tabulées) et les coordonnées azimuthales du télescope. Ainsi, la monture azimuthale redevient rentable : l'électronique coûte de moins en moins cher, tandis que la mécanique, de plus en plus cher.

En effet, le plus grand télescope optique du monde, le 6m construit récemment en Union Soviétique, est un télescope à monture azimuthale.

La monture azimuthale est utilisée couramment pour les radio-télescopes, dont les dimensions (par ex., un "miroir" de 300m de diamètre dans le cas du télescope récemment installé à Bonn) excluent très souvent la monture polaire.

Configurations spécialisées

La monture polaire et la monture azimuthale permettent, une opération (presque) universelle du télescope. Pourtant, pour certaines applications, cette universalité n'est pas intéressante ; il est parfois plus avantageux de se limiter à quelques applications très particulières et de construire une monture spécialisée qui sera donc mieux adaptée aux tâches en question. On étudiera 2 cas particuliers.

Instrument méridien

Il est très important de pouvoir déterminer avec une haute précision la position des étoiles dans le ciel - on appelle cette branche de l'astronomie "l'astrométrie". Aujourd'hui, l'astrométrie est faite essentiellement à l'aide de la plaque photographique, qui permet une détermination automatique et précise de la position d'une étoile par rapport à une autre.

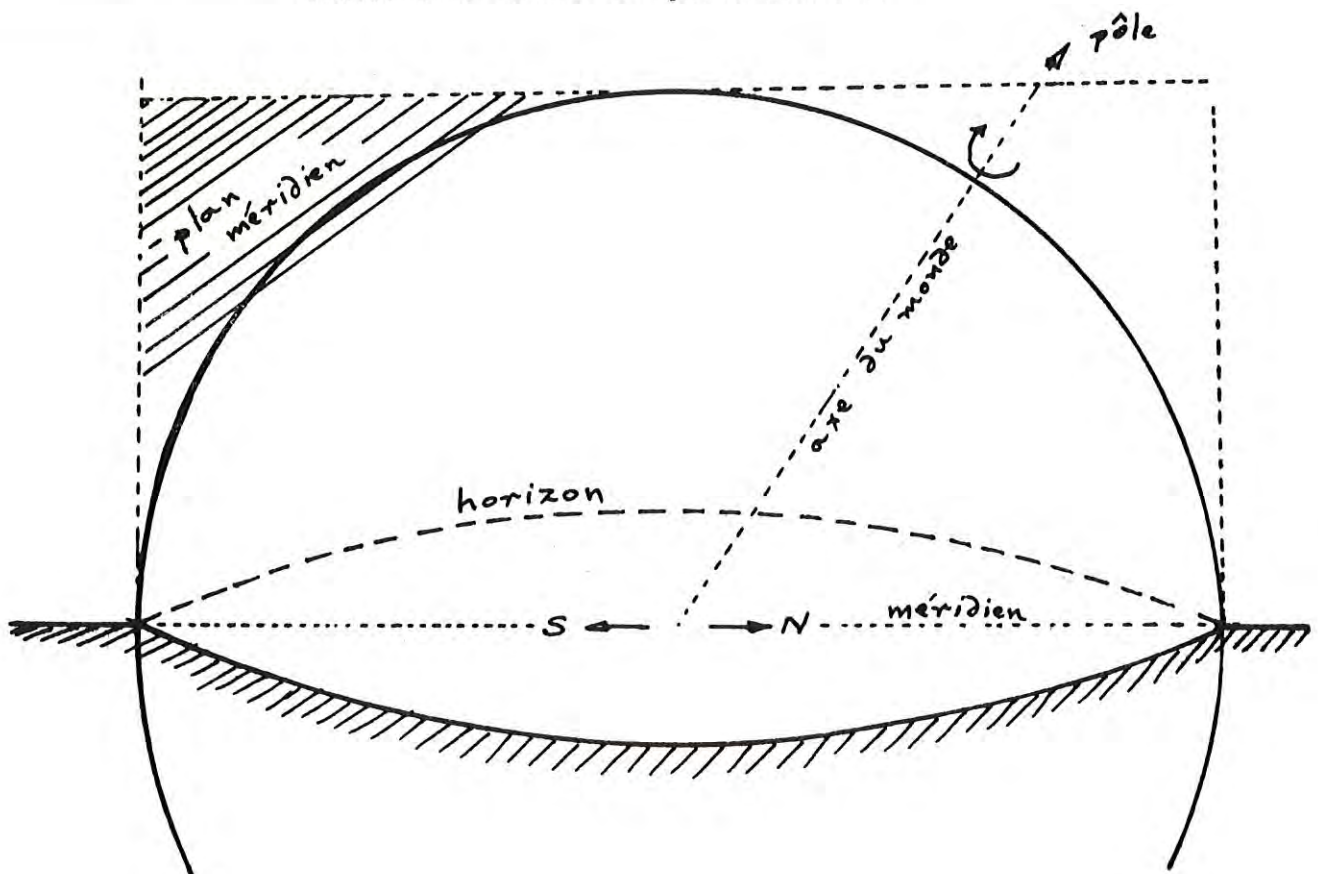
Autrefois, et encore aujourd'hui dans le cas de quelques étoiles étalons, la détermination a été faite à l'aide de lunettes : en principe, il suffit de diriger un instrument à monture polaire vers l'étoile dont on veut les coordonnées et d'enregistrer ce qui est affiché sur les cercles de déclinaison et d'ascension droite. La déclinaison de l'étoile sera tout simplement le chiffre affiché ; l'ascension droite sera la somme de l'heure sidérale et du chiffre sur le cercle de l'axe polaire.

On remarque que la précision de la détermination est esclave de la précision avec laquelle on peut étalonner et lire les cercles.

Dans le cas de la déclinaison, on ne dispose d'autre moyen que le déchiffrement des cercles d'affichage.

Par contre, dans le cas de l'ascension droite, on peut profiter du fait que le temps peut être mesuré avec une précision beaucoup plus grande que celle d'un angle.

Considérons encore la sphère céleste.

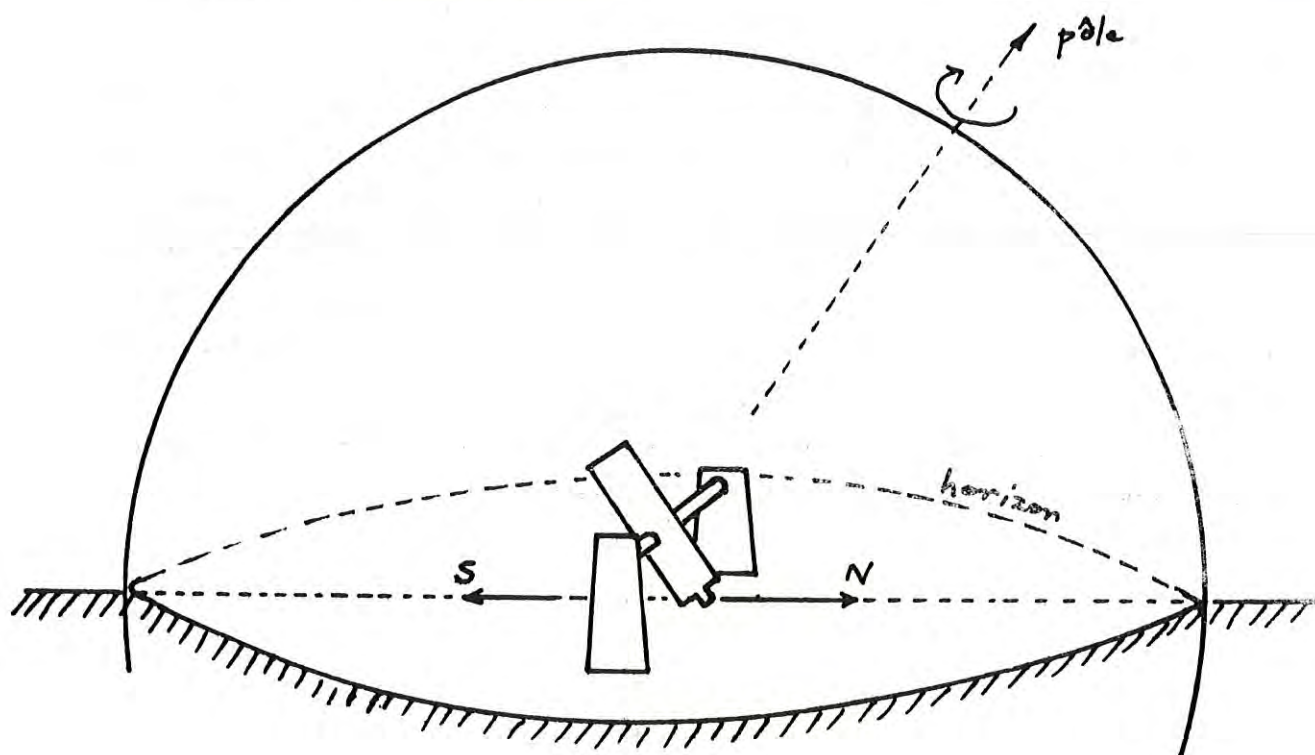


Le plan entre le pôle céleste et la direction N-S s'appelle "le plan méridien". On remarque que tout astre visible d'un endroit donné doit, à un moment ou

à un autre, traverser le plan méridien.

Or, par définition, l'ascension droite d'un astre est le temps (sidéral) écoulé depuis le passage dans une direction donnée du "point γ " et le passage dans la même direction de l'astre.

Nous pouvons utiliser la direction N-S (le méridien) - elle est (en principe) relativement facile à établir. Nous allons ensuite construire une monture azimuthale de façon à ce que la lunette puisse tourner dans le plan méridien seulement.



Ensuite, il suffit d'enregistrer avec un chronomètre l'instant exact où l'astre qui nous intéresse traverse le méridien : ce temps sidéral est une mesure très précise de l'ascension droite de l'astre.

Il est bien évident que la mise en station d'un instrument méridien exige des soins considérables ; pourtant, une fois installé, le fait de n'avoir qu'un seul axe mobile rend l'appareil particulièrement bien adapté à sa tâche.

La monture méridienne a trouvé des applications très importantes dans la radio-astronomie - des applications qui n'ont aucun rapport avec

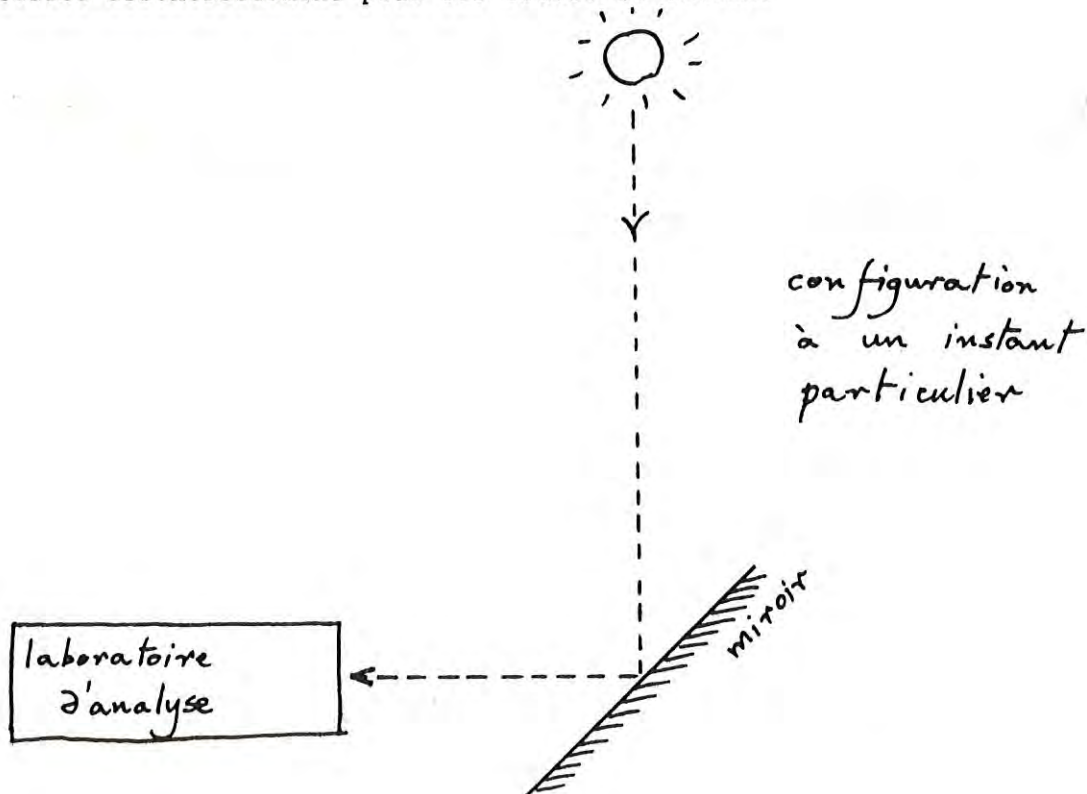
l'astrométrie mais qui profitent du fait que tout objet passe au moins une fois par jour par le méridien (quels objets passent 2 fois par jour ?). Donc, un instrument méridien, tout en ayant un seul degré de liberté (donc, relativement peu cher) peut observer tout objet dans le ciel (à condition d'attendre son passage au méridien et de ne pas avoir besoin de beaucoup de temps d'observation !).

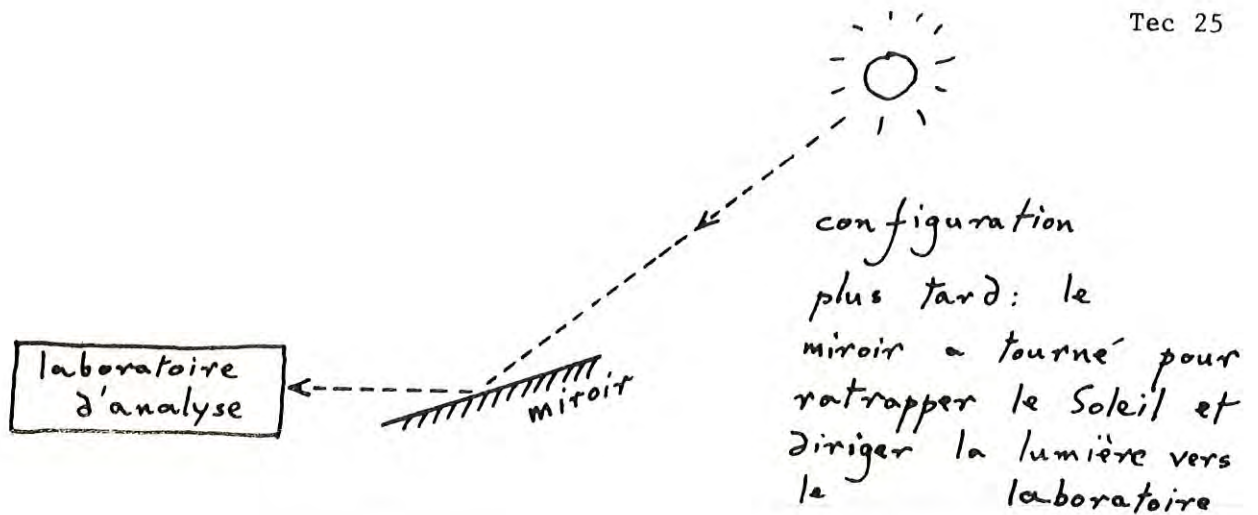
Le sidérostatis, télescope "coudé"

L'astronomie ne se borne pas à de simples photographies prises au foyer d'un télescope - on analyse la lumière d'un astre à l'aide des instruments comme le spectroscopie.

Les instruments d'analyse peuvent être très grands et lourds ; en particulier, quand la source est très lumineuse, (le Soleil, par ex.) on a intérêt à utiliser des spectroscopes à très grande dispersion. Ils sont souvent trop lourds pour être montés au foyer d'un télescope, et ont parfois besoin de conditions spéciales d'opération (sous vide, thermostatées, etc...). Dans ces cas, on a intérêt à monter l'instrument dans un endroit fixe, et d'y amener la lumière à l'aide d'un jeu de miroirs mobiles.

La configuration la plus simple est celle d'un sidérostatis, utilisé essentiellement pour les études du Soleil.

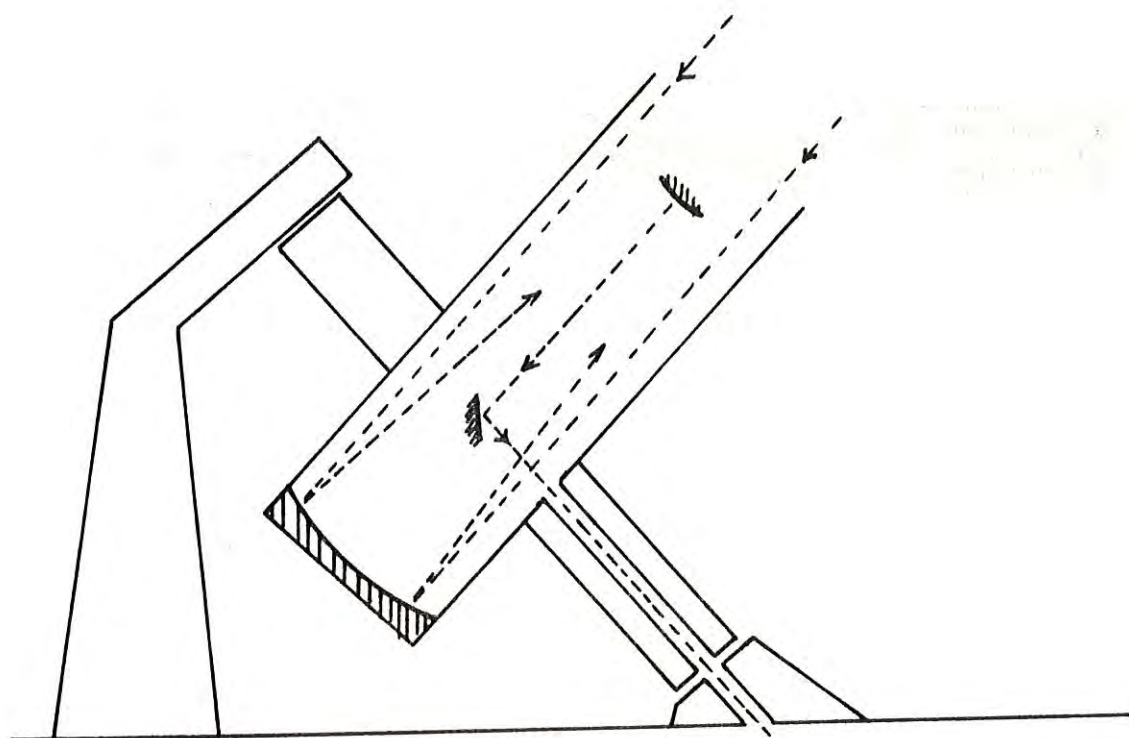




Question : Trouver l'inconvénient d'un sidérostas (instrument à un miroir mobile) en ce qui concerne la photographie de la surface du Soleil.
Comment éliminer le problème ?

Le système du sidérostas a trouvé une application très importante dans la radioastronomie où, en effet, le miroir parabolique peut-être trop grand pour être mobile sans déformation et où les récepteurs sont souvent de la taille d'une petite cabane. A Nançay, par exemple, on a rassemblé le principe d'un instrument méridien avec celui d'un sidérostas pour créer un très grand radio télescope "à bon marché".

Les télescopes optiques à monture polaire peuvent souvent être utilisés d'une façon analogue au système sidérostas : comme l'axe polaire reste fixe par rapport à l'observatoire quelle que soit l'orientation du télescope, les rayons lumineux peuvent être envoyés vers un grand spectroscopie fixe en utilisant un chemin optique qui traverse le centre de l'axe polaire. On appelle le foyer fixe ainsi obtenu "le foyer coudé" ; il est bien évident que le petit miroir de renvoi doit être mobile.



vers le laboratoire
d'analyse optique

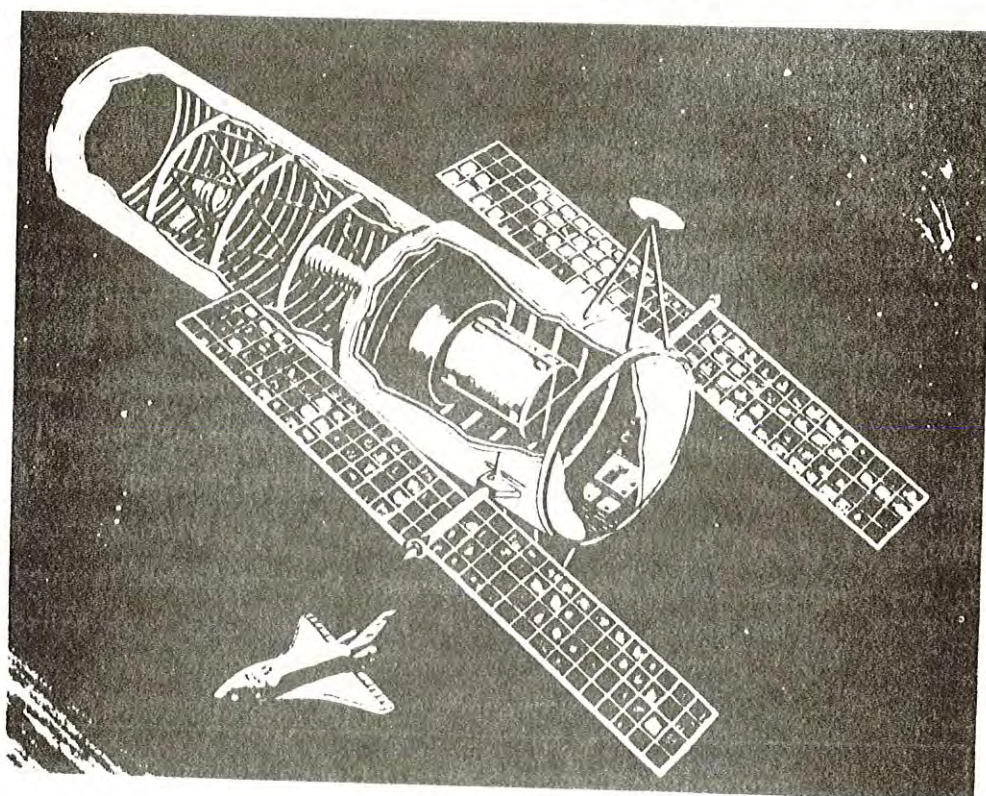
Projet du télescope orbital

Nous avons vu que le pouvoir séparateur d'un télescope est λ/D radians: donc, théoriquement, on a l'intérêt de construire des télescopes de plus en plus grands.

En pratique, le pouvoir séparateur des grands télescopes est limité par l'atmosphère de la Terre: l'atmosphère n'est ni stable ne homogène (vents, tourbillons, mouvements convectifs etc.), ce qui fait que l'image d'une étoile n'est pas stationnaire (cf la scintillation des étoiles). Or, l'échelle de temps de la scintillation est inférieure à une fraction de seconde: comme les poses photographiques sont généralement très longues, l'image d'une étoile est étalée par ce mouvement perpétuel, de sorte que le pouvoir séparateur effectif est très inférieur au pouvoir théorique. Par exemple, le pouvoir séparateur théorique du télescope de 6m est de .02 arc sec; le pouvoir séparateur effectif avec de bonnes conditions atmosphériques est généralement de l'ordre de 1 arc sec.

Question: Pourquoi construit-on de grands télescopes?

La façon la plus directe de régler le problème est de satelliser un télescope. En effet, un tel projet sera réalisé en 1983: la navette spatiale sera utilisée pour lancer un télescope ayant un miroir de 2.4 m de diamètre.



Détection et analyse de la lumière visible

Le détecteur le plus connu est l'oeil-avant la fin du 19^e siècle, il était le seul. Tout en étant très sensible (l'oeil humain peut réagir à l'arrivée de quelques photons seulement) il n'est pas très bon : son temps d'intégration est très petit ($\approx 1/20$ sec.) ce qui fait que les objets peu lumineux restent invisibles quelle que soit la durée d'observation. De plus, le cerveau humain est sujet à des illusions optiques - les phénomènes inhabituels sont interprétés selon des schémas établis dans la vie courante.

A partir de la fin du 19^e siècle, l'émulsion photographique a remplacé de plus en plus l'observation visuelle faite au foyer : il reste très peu de domaines où l'oeil l'emporte sur la photographie.

Pourtant, l'émulsion photographique a plusieurs défauts ; en particulier, elle est très peu efficace, n'utilisant qu'environ 1-2% des photons incidents pour faire l'image. Ainsi, on a été amené à développer de nombreux systèmes électroniques d'enregistrement (par exemples la camera télévision, l'intensificateur d'image etc.).

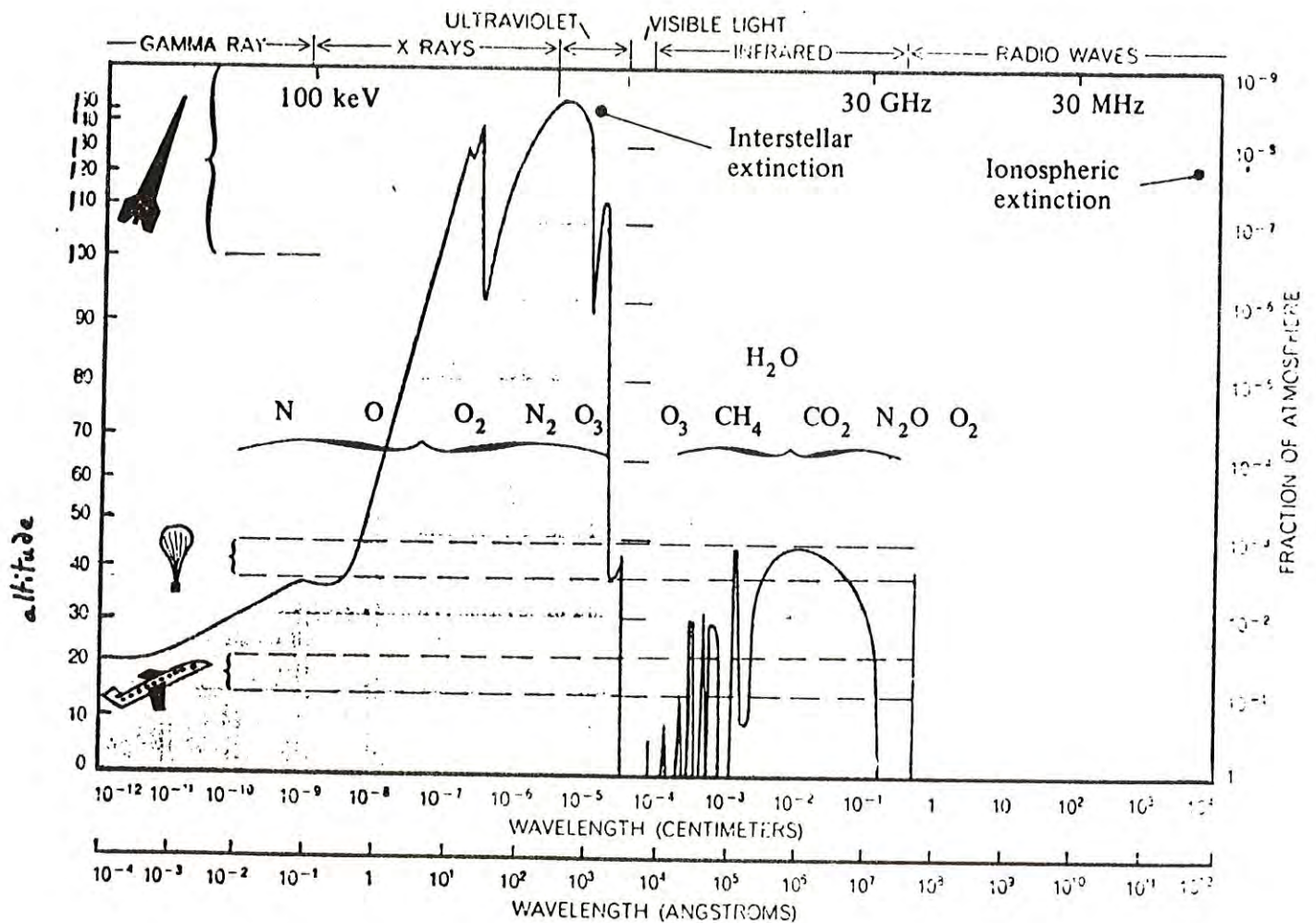
Une partie importante du travail astronomique est la mesure de l'éclat des astres ("la photométrie"). Aujourd'hui, ces mesures sont faites à l'aide de photo-cellules, de photo-multiplieurs, etc.

L'analyse spectrale du rayonnement est faite, soit à l'aide des spectroscopes (à réseau ou à prisme) soit à l'aide d'un ensemble de filtres spéciaux.

L'astronomie dans les autres domaines spectraux

L'astronomie dans le proche infra-rouge et le proche ultra-violet ne pose aucun problème particulier : on se sert des mêmes techniques et des mêmes instruments que dans le domaine du visible.

Par contre, dès qu'on s'éloigne considérablement du domaine du visible, il faut développer des techniques appropriées. D'une part, l'atmosphère transmet très mal ou pas du tout certains domaines spectraux :



La figure montre l'altitude à laquelle l'intensité du rayonnement incident est réduite d'un facteur de 2; indiqués aussi sont les constituants qui en sont responsables

D'autre part, les éléments optiques que nous utilisons dans le domaine du *visible* ne sont pas toujours bien adaptés aux autres domaines, par ex., il n'y a pas de bonnes lentilles ni miroirs pour les rayons de fréquence très élevée.

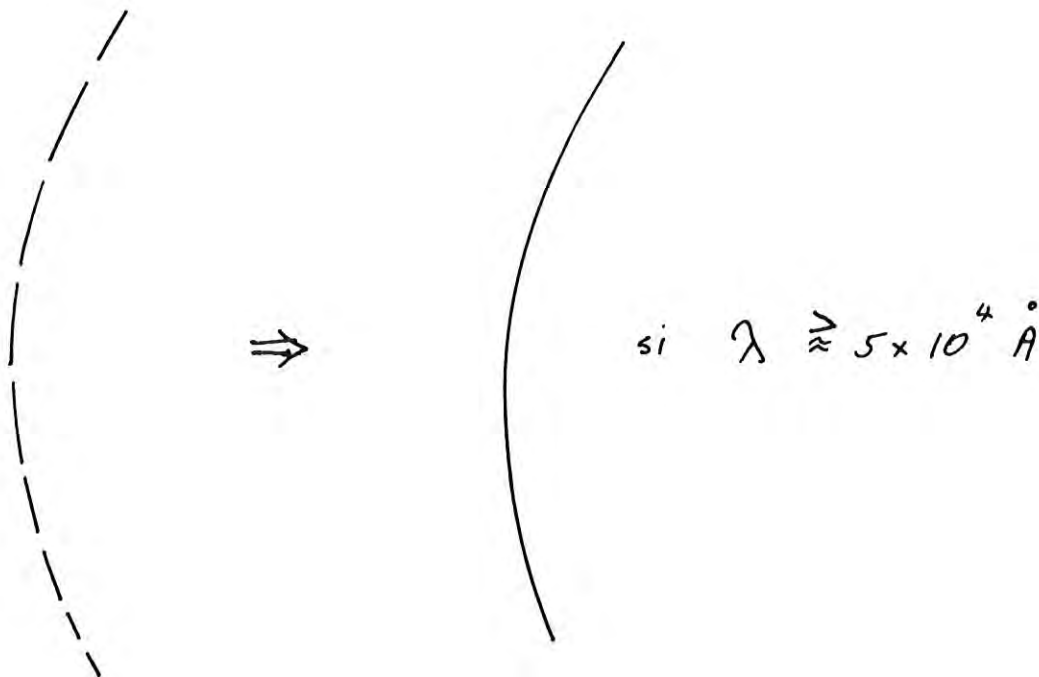
Nous allons étudier les différents domaines séparément.

Vers les grandes ondes

Domaine de l'infra-rouge

Les miroirs habituels peuvent encore être utilisés sans aucun problème : l'astronomie infra-rouge peut être pratiquée au foyer d'un télescope habituel. Soulignons tout de même que nous n'avons pas besoin de la qualité optique d'un télescope qui a été conçu pour le domaine du visible ; en effet, à 5000 \AA un miroir doit être taillé avec une précision de $5000/10 \text{ \AA} = 500 \text{ \AA}$, tandis qu'à 10μ , une précision de 1μ est suffisante. Donc, pour l'infra-rouge lointain, un grand miroir peut être construit à partir d'éléments individuels plans.

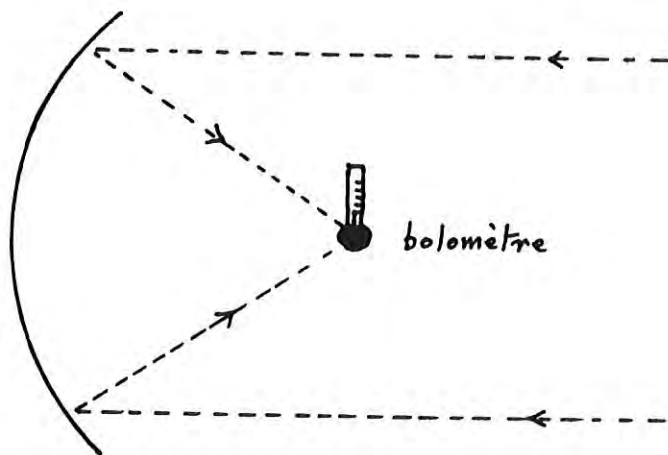
Par exemple,



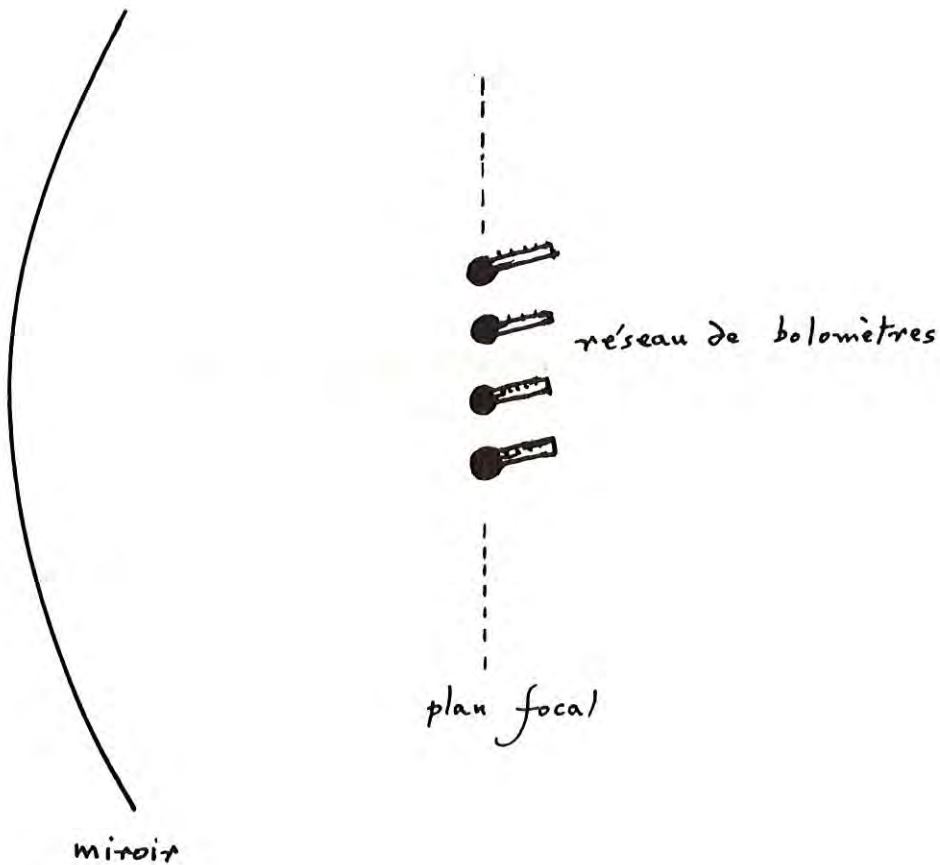
Soulignons aussi que le diamètre de la tache de diffraction, $\sigma \approx \frac{\lambda}{D}$ est beaucoup plus grand que dans le domaine optique pour des miroirs égaux : par conséquent, l'astronomie infra-rouge n'a pas le même pouvoir de résolution que l'astronomie optique, et en particulier on ne peut pas observer avec le même détail sans construire des miroirs plus grands. On verra ce même problème apparaître dans le domaine radio, où il va falloir trouver des solutions très subtiles.

La visualisation de l'image au foyer pose un problème dans l'infra-rouge lointain (comme en radio) : en effet, les émulsions photographiques ne réagissent pas aux grandes ondes.

L'infra-rouge lointain se manifeste par la présence de chaleur - une surface sur laquelle un rayonnement infra-rouge est incident se réchauffe. Donc, la présence de l'infra-rouge est détectée par les thermomètres ou des appareils analogues (bolomètres) placés au foyer : le degré de l'augmentation de la température indique (après un étalonnage approprié) l'intensité du rayonnement incident.



On remarque que, pour visualiser une image, il faudra en principe placer plusieurs bolomètres dans un plan autour du foyer, et rapporter leur enregistrement sur une feuille de papier aux endroits correspondants.



On obtiendrait ainsi une série de "courbes de niveau" représentant la distribution de la "luminosité" en I-R de l'image.

Ce procédé est peu commode, à cause de la taille du bolomètre. En général, on se sert d'un seul bolomètre au foyer du miroir : pour avoir la distribution de "luminosité" d'une source, on dirige le télescope dans différentes directions voisines, "reconstruisant" ainsi les courbes de niveau.

Question : Quand on reconstruit une image infra-rouge par ce procédé, que faut-il supposer en ce qui concerne la source ?

Les flux infra-rouge des astres sont généralement très faibles : les thermomètres ordinaires ne sont pas utilisables. Dans le cas de la Lune, on utilise souvent le thermo-couple. Deux métaux en contact produisent une FEM sous l'influence de la chaleur : la FEM est mesurée de façon habituelle et sa valeur est une fonction du flux de rayonnement infra-rouge au foyer. Pour les sources moins puissantes (les planètes, les étoiles, les nuages de poussière interstellaire...), on est amené à utiliser des semi-conducteurs, dont la réponse à la chaleur incidente est beaucoup plus sensible.

La technique de l'astronomie infra-rouge exige certaines précautions.

1) Les signaux sont en général faibles : par conséquent, tout signal parasite est gênant. A la température ambiante, c'est-à-dire à ≈ 300 °K, l'appareil émet lui-même un rayonnement tout-à-fait semblable au rayonnement qu'on voudrait mesurer et beaucoup plus intense :

$$\lambda(E_{max}) = \frac{2898}{300} \text{ cm} \approx 10 \mu$$

Il faut alors blinder le détecteur.

Question : Comment blinder un détecteur I-R contre les parasites thermiques ambiants ?

2) L'atmosphère de la Terre absorbe fortement l'infra-rouge : donc, ces mesures sont faites en altitude (ballon, fusée, satellite ...), ou aux quelques rares longueurs d'onde (les "fenêtres" infra-rouge) où l'atmosphère est relativement transparente.

La radio-astronomie

Le problème essentiel de la radio-astronomie est lié à la longueur d'onde : nous avons déjà vu que, pour qu'un télescope à 21 cm ait le même pouvoir de séparation que le 6m soviétique, le miroir doit être de 2000 km de diamètre.

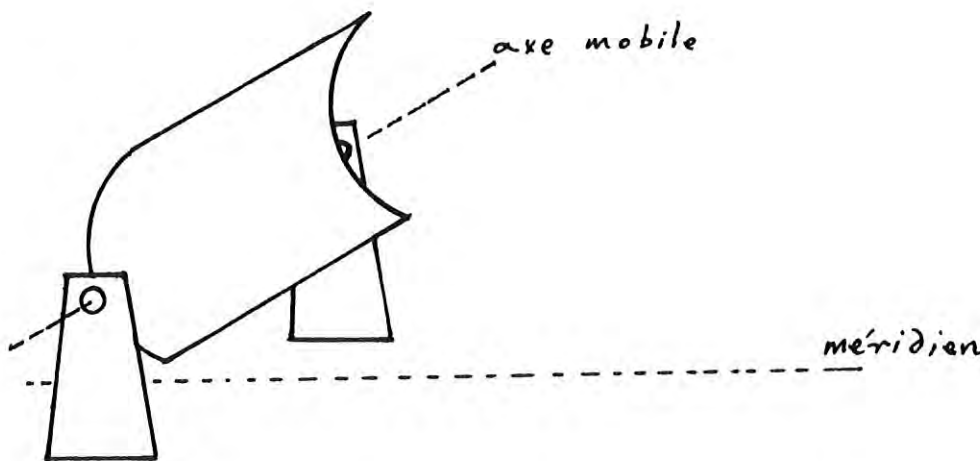
La commodité de la radio-astronomie est liée au même fait : la précision de construction d'un télescope à 21 cm peut être seulement $21/10 = 2$ cm environ. On remarque en effet que, à 21 cm, un miroir peut être composé d'un réseau des fils métalliques dont la séparation n'est qu'environ 2cm.

Donc, dans la radio-astronomie, il faut construire de grands miroirs - pourtant ces miroirs peuvent avoir des "trous". Mentionnons quelques solutions qui ont été apportées.

1) Construction des analogues optiques, c'est-à-dire, grand miroir parabolique porté par une monture équatoriale ou azimuthale. Aujourd'hui, le plus grand instrument de ce genre est à Bonn ; son miroir est de 100m de diamètre sur

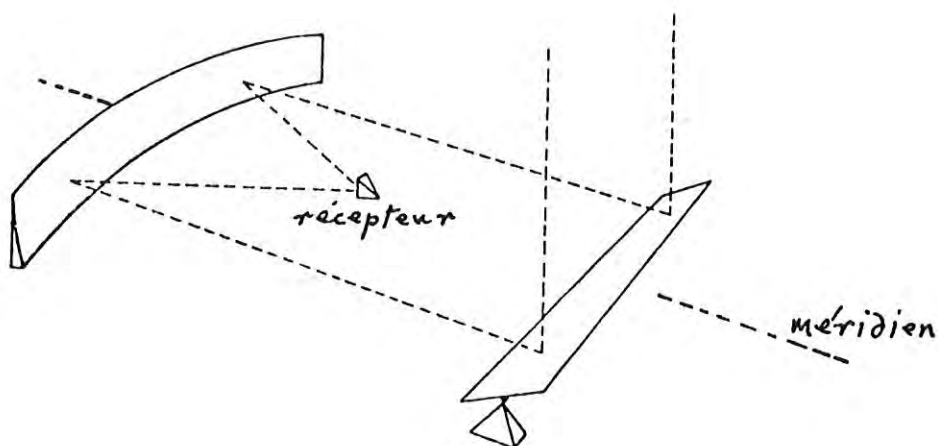
une monture azimuthale. Remarquons que son pouvoir séparateur n'est que $\lambda/D = 2 \times 10^{-3}$ radians = 10 minutes d'arc ; le pouvoir séparateur de l'oeil est 50 sec d'arc environ.

2) Elimination graduelle des éléments mobiles : en étudiant le coût d'un instrument astronomique, on se rend compte qu'un instrument universel, pointable dans toutes les directions coûte beaucoup plus cher qu'un instrument stationnaire. Nous avons déjà vu que la nature fait passer par le méridien tout objet dans le ciel : on peut alors en principe éliminer un axe mobile en orientant le miroir sur le méridien : on utilise la Terre en quelque sorte comme deuxième axe ! Un télescope méridien peut donc être beaucoup plus grand qu'un instrument universel. Pourtant, un tel miroir ne peut pas être symétrique - sa forme sera plutôt rectangulaire.



Des télescopes de ce genre peuvent être très longs - la résolution sera donc très bonne en longueur, mais moins bonne en largeur.

Un grand instrument de ce genre aura une longueur focale très grande - typiquement de l'ordre de grandeur de sa longueur. Monter un détecteur au foyer d'un tel instrument pose quelques problèmes : des supports ayant quelques centaines de mètres de longueur attachés au miroir risquent de le déformer ! On est donc amené à monter le détecteur indépendamment du miroir parabolique même, qui est monté donc sans axes mobiles, mais toujours dans le méridien. Le miroir concave est alimenté par un miroir plan mobile, monté aussi dans le méridien : on retrouve ainsi le schéma d'un sidérostât (un sidérostât méridien !).



Un grand instrument de ce genre se trouve à Nançay : les dimensions du miroir sont 400m x 40m.

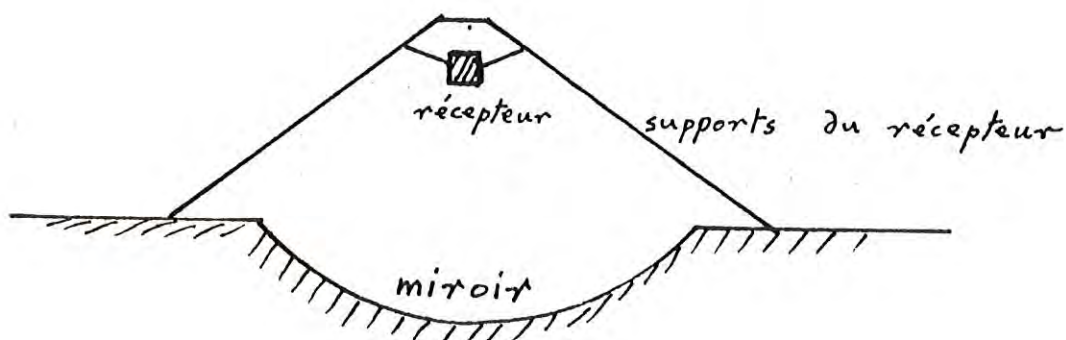
Dans ce genre d'instrument, le temps d'observation est limité au passage au méridien : le temps peut être augmenté en déplaçant le détecteur pour compenser le mouvement de l'objet. A Nançay, le temps d'observation d'un objet donné ^{est} limité à 1 heure environ.

Comme la section du miroir n'est pas circulaire, l'image au foyer est déformée ; de plus, le pouvoir séparateur n'est pas le même dans les deux sens.

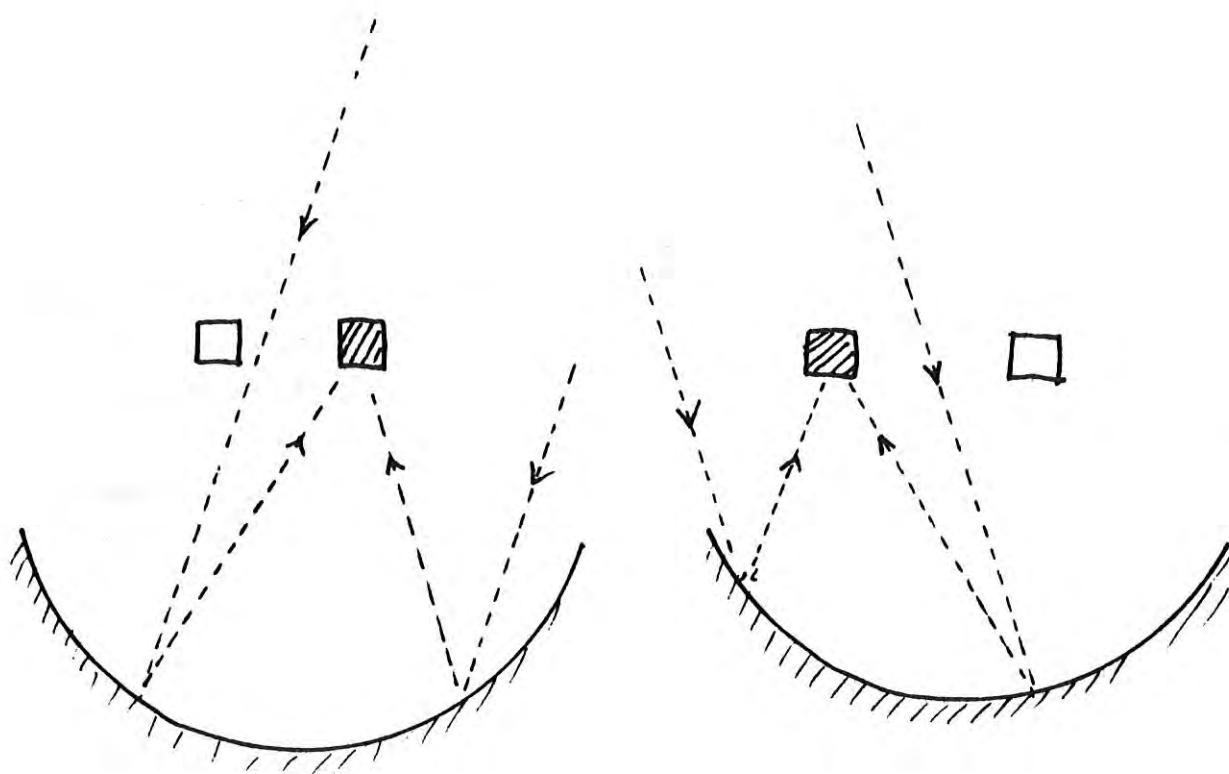
3) Élimination totale d'éléments mobiles

La dernière des solutions classiques est l'élimination de tout élément mobile. Comme la Terre tourne, le télescope va, en effet, balayer une région du ciel : on peut s'arranger pendant la construction de façon à ce que la région balayée soit la plus intéressante possible.

Le plus grand télescope de ce genre est à Arecibo, Puerto Rico ; il possède un miroir de 300m de diamètre. C'est le télescope le plus sensible du monde.



Remarquons que la direction de visée n'est pas complètement fixe : si l'on déplace le détecteur, on change la direction effective^{ment} "vue" par le miroir.



La construction du télescope d'Arecibo est telle qu'on peut "viser" dans un cône d'environ 20° .

Le télescope d'Arecibo représente le plus grand instrument contenant un miroir complet : on ne pense pas construire d'instruments plus grands encore basés sur les mêmes principes.

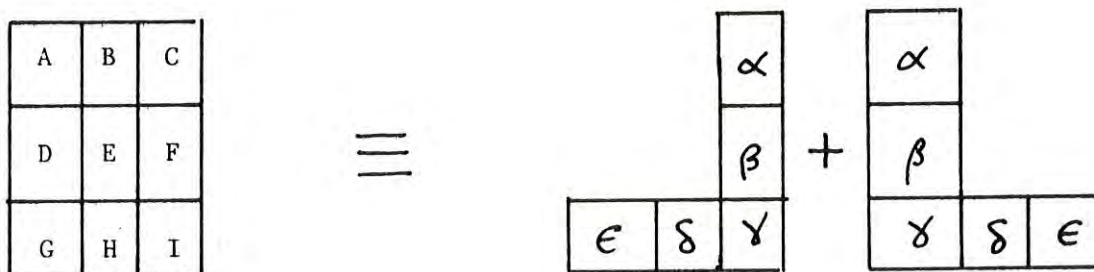
4) Réduction du miroir à ses éléments essentiels : à quoi sert un miroir ?

A	B	C
D	E	F
G	H	I

A titre d'exemple, divisons un miroir en neuf éléments A, B I. L'image au foyer peut être considérée comme une superposition de la lumière renvoyée par tout les couples AB, AC, AE, HI, GF etc...

La contribution à l'image apportée par un couple d'éléments est une fonction de la séparation entre les éléments du couple et de son orientation par rapport à la source : comme les sources astronomiques sont très lointaines par rapport à la dimension d'un miroir, la position d'un couple par rapport aux autres ne contient pas d'information concernant la structure de la source.

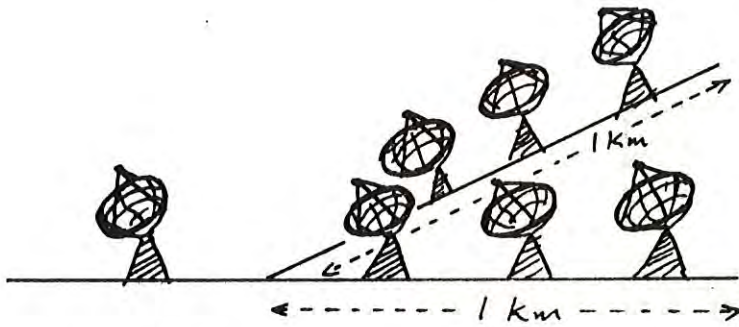
Or, on remarque que certains couples sont, de ce point de vue, équivalents - par exemple, les couples AE, BF, EI, DH sont équivalents. Donc, du point de vue de l'information, le miroir contient des éléments redondants - un système de 7 éléments en forme de deux "L" donnerait (en principe) la même image (en ce qui concerne la structure - pas la brillance !).



On remarque maintenant que les éléments α, β, \dots peuvent être de petits radio-télescopes, chacun avec un foyer et un détecteur individuel : il suffit de relier les détecteurs électroniquement en couples $\alpha\epsilon, \alpha\delta, \alpha\gamma, \dots, \beta\epsilon, \dots$ pour reconstituer l'équivalent du grand miroir complet A ... I.

Or il est relativement facile de construire de petits radio-télescopes, de les ranger et de les relier entre eux électroniquement ;

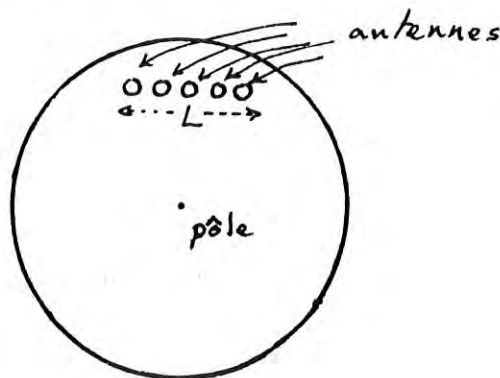
par exemple, en les mettant aux bords d'un carré de dimensions 1km x 1km, on obtient théoriquement un instrument ayant le pouvoir séparateur d'un télescope de 1km de diamètre. De plus, les petits télescopes sont pointables dans toutes les directions - nous



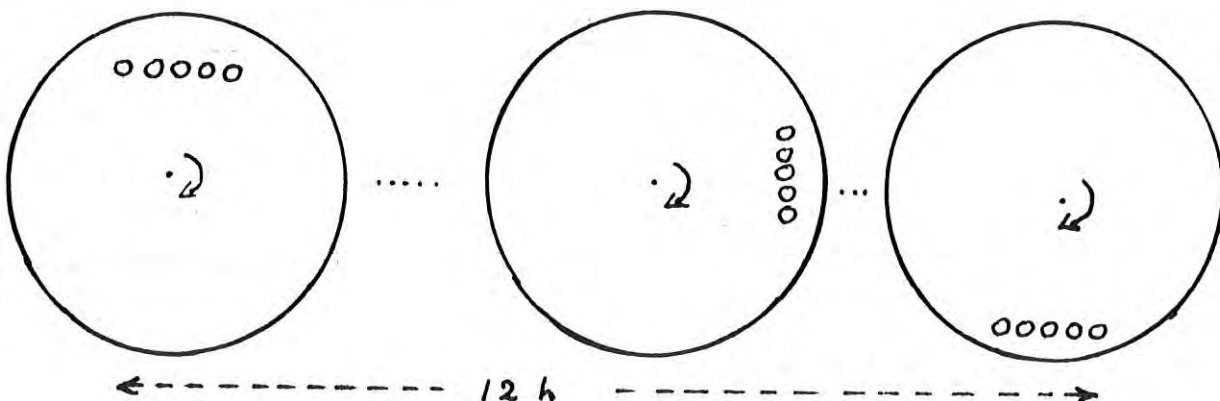
avons ainsi construit un télescope universel de 1km de diamètre (ou 2km ou 10km !). On appelle ce principe "la synthèse d'ouverture".

Cette élimination des éléments non essentiels peut être continuée encore.

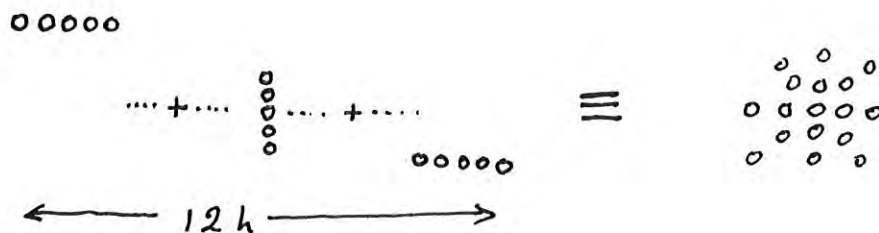
Considérons une seule rangée de radio-télescopes, de longueur L, orientée parallèlement à l'équateur de la Terre. D'une source se trouvant dans la direction du pôle, on voit :



Or, la Terre tourne ; par conséquent, pendant une période de 12 heures, les radio-télescopes se présentent avec toutes les orientations possibles :



Supposons qu'à chaque orientation les signaux enregistrés soient emmagasinés sur une bande magnétique. Après 12 h, les enregistrements peuvent être combinés à l'aide d'un ordinateur de façon à simuler un télescope composé de plusieurs rangées ayant toutes les orientations possibles



Donc, après 12 heures d'enregistrement, on peut reconstituer un télescope effectif complet, et ceci à partir d'une seule rangée d'antennes.

Question : 1) Dans une synthèse qui s'étale sur plusieurs heures d'enregistrement, que faut-il supposer concernant le comportement de la source ? 2) On a considéré une source dans la direction du pôle : l'antenne effective est circulaire. Quelle est la forme de l'antenne effective pour les autres sources ?

On remarque que, une fois de plus, la Terre a été utilisée comme élément essentiel (mais gratuit !).

Il y a plusieurs configurations différentes du système à synthèse d'ouverture : nous en avons présenté deux. Ce système nous donne de très grands pouvoirs séparateurs. Remarquons, toutefois, que ce système ne peut être qu'un complément des télescopes à miroirs complets : la sensibilité n'est que celle de l'ensemble de petits radio-télescopes actifs à un moment donné. Les systèmes à synthèse d'ouverture ne peuvent pas observer des sources aussi faibles que celles observées à Arecibo, par exemple.

Comme les bolomètres I-R, les récepteurs radio ne repèrent pas une image : ils réagissent au flux d'énergie qui leur est incident. Donc, comme dans le cas I-R, pour reconstituer une image bi-dimensionnelle, on est amené à explorer une région du ciel et construire par la suite (à l'aide de l'ordinateur) des courbes de niveau du flux enregistré.

Question : Peut-on faire la synthèse d'ouverture avec deux télescopes seulement ? Comment ?

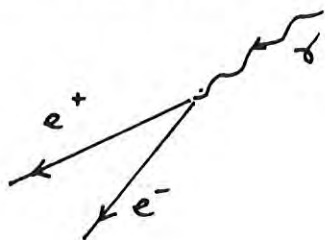
Vers les petites ondes

A mesure que le domaine spectral utilisé s'écarte du domaine du visible vers les petites ondes, les techniques s'écartent du principe du télescope optique.

Dans le domaine de l'U-V (500 - 3000 Å), on peut encore profiter du système optique traditionnel, à condition d'utiliser des matériaux appropriés, monter l'appareil en altitude ou en satellite, et utiliser des détecteurs électroniques.

Dans le domaine des rayons X ($0.1 - 500 \text{ \AA}$) les surfaces ne sont plus de bons réflecteurs et il est difficile de fabriquer des miroirs. En effet, jusqu'à 10 keV environ, il s'avère que les surfaces réfléchissent bien, à condition d'envoyer le rayonnement à incidence rasante : ainsi on a pu fabriquer des "télescopes" à rayons-X jusqu'à 10 keV. L'image obtenue est enregistrée à l'aide des systèmes électroniques. Au-delà de 10 keV, même les miroirs à incidence rasante ne fonctionnent plus et on ne peut pas fabriquer des systèmes formant une image. On se contente alors de trouver les directions des sources à l'aide des "collimateurs" - essentiellement des ensembles de tubes à travers lesquels visent les détecteurs. Ces détecteurs sont le plus souvent des "compteurs" - analogues aux compteurs Geiger utilisés en physique nucléaire.

Dans le domaine des rayons γ ($\lambda < 0.1 \text{ \AA}$), la détection pose un grand problème : les flux sont très faibles. Le système le plus courant est la chambre étincelle, utilisée dans la physique expérimentale des particules élémentaires. En effet, un rayon γ , dans la présence de la matière, peut se



transformer en $e^+ e^-$: la direction de chacune de ces deux particules peut être matérialisée dans une chambre étincelle, ce qui nous permet de reconstituer la direction du γ incident. Les chambres étincelles sont montées en satellite

et les directions des e^+ et e^- sont enregistrées électroniquement. On conçoit aisément que le pouvoir séparateur d'un tel instrument est très faible par rapport aux autres techniques.

On remarque que la détection du rayonnement de haute énergie se fait par conversion en particules, qui sont par la suite détectées et dont les énergies sont mesurées (compteur Geiger, chambre étincelle). Or, un tel détecteur peut être déclenché par n'importe quelle particule de haute énergie ; de plus, les rayons- γ parasites peuvent être produits à l'intérieur de l'appareil par ces mêmes particules. Par conséquent, l'astronomie en rayons X durs et en rayons- γ est particulièrement sujette à un bruit de fond et aux phénomènes parasites de toutes sortes.

Astronomie en ultra-violet

Le domaine spectral utilisé dans l'ultra-violet n'est pas le même pour le Soleil que pour les étoiles : l'absorption très forte par l'hydrogène interstellaire nous empêche d'observer le rayonnement stellaire dans le voisinage de 912 Å.

Question : Expliquer pourquoi l'hydrogène interstellaire absorbe très bien les longueurs d'onde $\lesssim 912 \text{ \AA}$.

Cette limitation n'existe pas dans le cas du Soleil ; la gamme spectrale va jusqu'à l'U-V extrême - c'est-à-dire jusqu'à deux ou trois cents Å

L'atmosphère de la Terre devient suffisamment transparente aux longueurs d'onde plus grandes que 3200 Å pour qu'on puisse observer dans le domaine de l'ultra-violet proche déjà en altitude.

Même à une altitude de 100 km, l'atmosphère de la Terre est opaque aux longueurs d'onde plus petites que 1900 Å : ce domaine spectral est étudié exclusivement en fusée ou en satellite.

Il se trouve que tous les verres optiques normaux sont complètement opaques à l'U-V de $\lambda < 3000 \text{ \AA}$. Certains verres particuliers (surtout ceux contenant $\approx 95\%$ de SiO_2) restent transparents jusqu'à 2000 Å et le quartz peut être utilisé jusqu'à 1700 Å. Le saphir est utilisable jusqu'à 1425 Å ; certains fluorides restent encore transparents jusqu'à une limite de 1050 Å.

On remarque que tous les matériaux utilisables comme lentilles en U-V sont, soit exotiques, soit chers, soit très difficiles à fabriquer en grande quantité sans défaut, soit sensibles aux conditions inhospitalières de l'environnement spatial. Par conséquent, le collecteur dans le domaine de l'U-V est presque toujours un miroir (en tout cas, pour $\lambda < 1050 \text{ \AA}$, on n'a pas de choix).

Les systèmes optiques utilisés ressemblent aux systèmes que nous avons déjà étudiés dans le domaine du visible. On peut utiliser des miroirs paraboliques (mais le champ sans aberrations importantes est limité à quelques minutes d'arc), ou des miroirs sphériques avec une lame correctrice type Schmidt (mais... la lame doit être transparente - ce système est donc limité par la disponibilité des matériaux transparents à l'U-V).

L'enregistrement d'une image U-V pose des problèmes particuliers.

Les émulsions photographiques traditionnelles ne sont pas utilisables au-delà d'environ 2400 \AA : la gélatine devient opaque au rayonnement incident.

Les détecteurs utilisés le plus souvent sont de nature électronique : par exemple, photomultiplicateurs, caméra télévision avec une photocathode sensible à l'U-V etc... De ce fait un avantage important, imposé par la nature, est l'enregistrement électronique de l'image : l'information peut être renvoyée au sol par télémétrie et traitée automatiquement à l'aide d'un ordinateur.

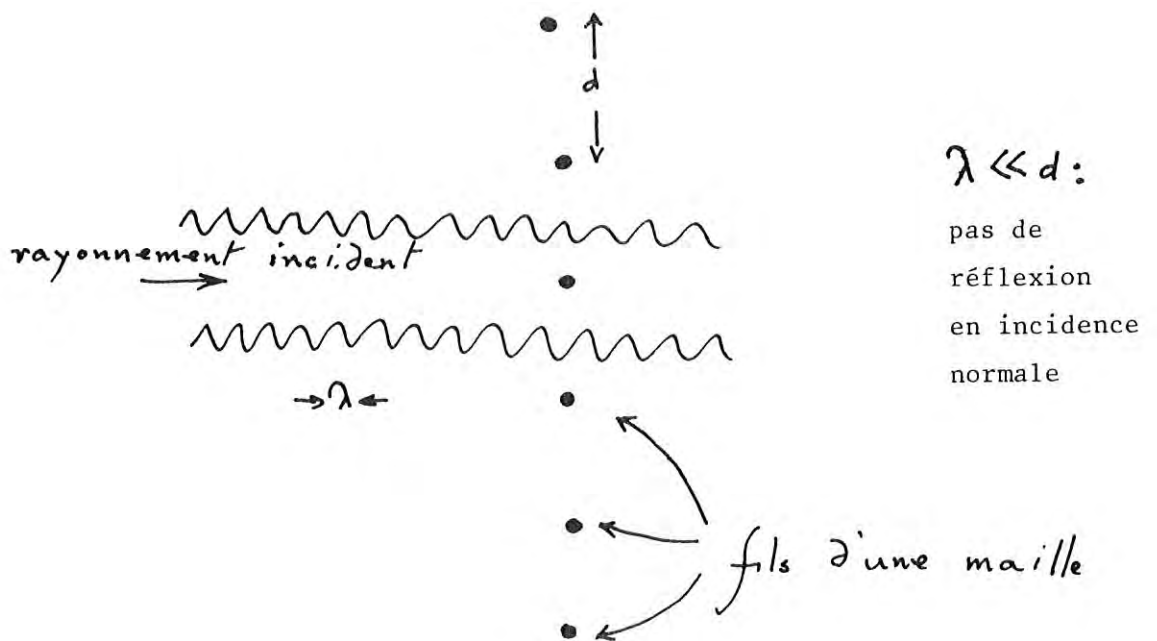
L'analyse spectrale peut être effectuée à l'aide de réseaux analogues à ceux utilisés dans le domaine du visible.

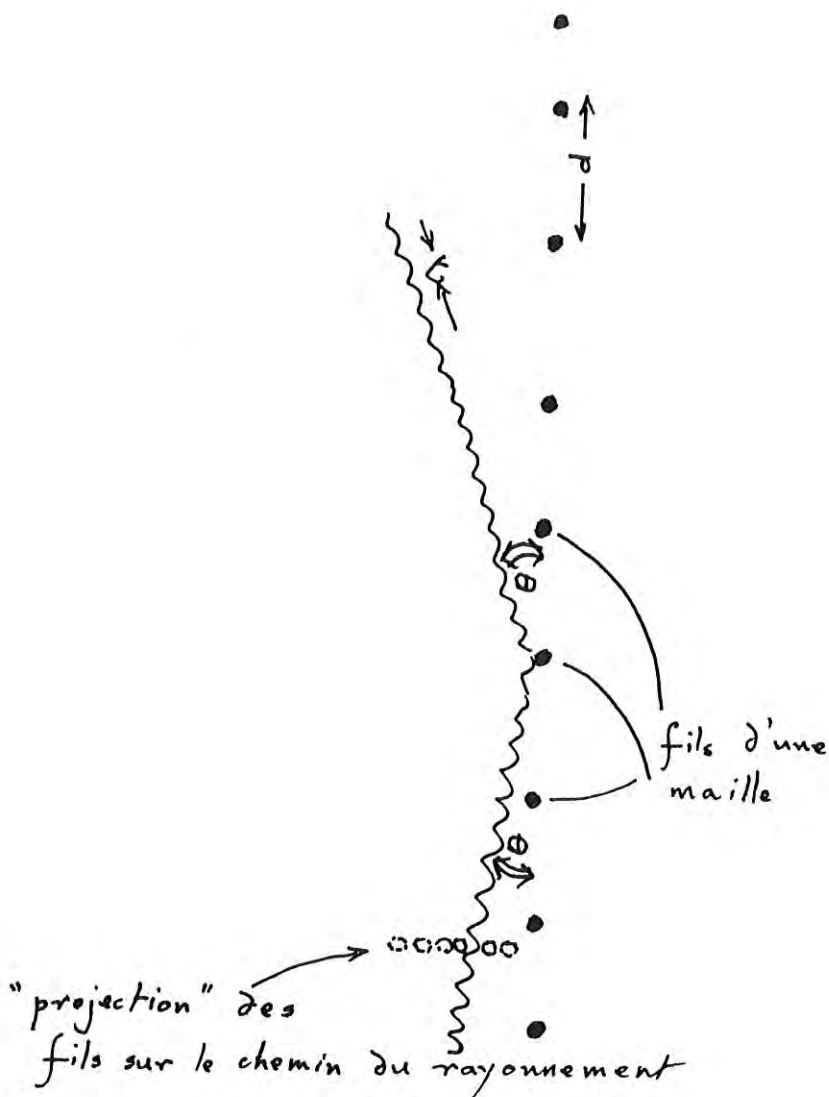
L'astronomie en rayons X

Le problème principal posé par les rayons - X est dans la construction du collecteur - toute surface solide absorbe très bien les rayons - X. Cela peut se comprendre qualitativement de la façon suivante. Nous avons déjà vu à plusieurs reprises que, pour qu'une surface soit réfléchissante à une onde incidente, il faut que la taille de sa "microstructure" soit beaucoup plus petite que la longueur d'onde du rayonnement incident. Cette circonstance fait que les rayons radio décimétriques peuvent être réfléchis par une maille métallique (distance entre fils $\approx 1 \text{ cm}$) tandis que la lumière passe à travers ; de même, pour qu'une surface réfléchisse bien dans le visible, elle doit être continue à une fraction d'une longueur d'onde près, soit $\approx 5000/5 \text{ \AA} = 500 \text{ \AA} = 5 \times 10^{-6} \text{ cm}$.

Les distances interatomiques sont typiquement de l'ordre de 10^{-8} cm ; par conséquent, les rayons - X (10^{-10} cm $< \lambda < 10^{-6}$ cm) ne sont pas réfléchis. En effet, la surface d'un morceau de matière se présente au rayonnement X comme une maille au rayonnement visible.

On remarque qu'une maille prend un aspect réfléchissant pour le rayonnement visible en incidence rasante : un effet de projection "rapproche" les fils de la maille par rapport au rayonnement incident. On observe le même phénomène dans le cas d'un morceau de carton : en incidence normale il y a peu de réflexion, tandis qu'en incidence rasante le carton prend ^{un} aspect "brillant".





$\lambda \ll d;$
 en incidence
 rasante, la
 séparation
 "vue" par le
 rayonnement
 est $d \sin \theta$

⇓
 bonne réflexion
 en incidence
 rasante.

Il s'ensuit qu'une surface peut réfléchir les rayons X, à condition de diriger le flux à incidence rasante.

Si θ est l'angle d'incidence, la condition pour présenter une surface réfléchissante s'exprime par :

$$10^{-8} \times \text{tg } \theta \lesssim \lambda / 5$$

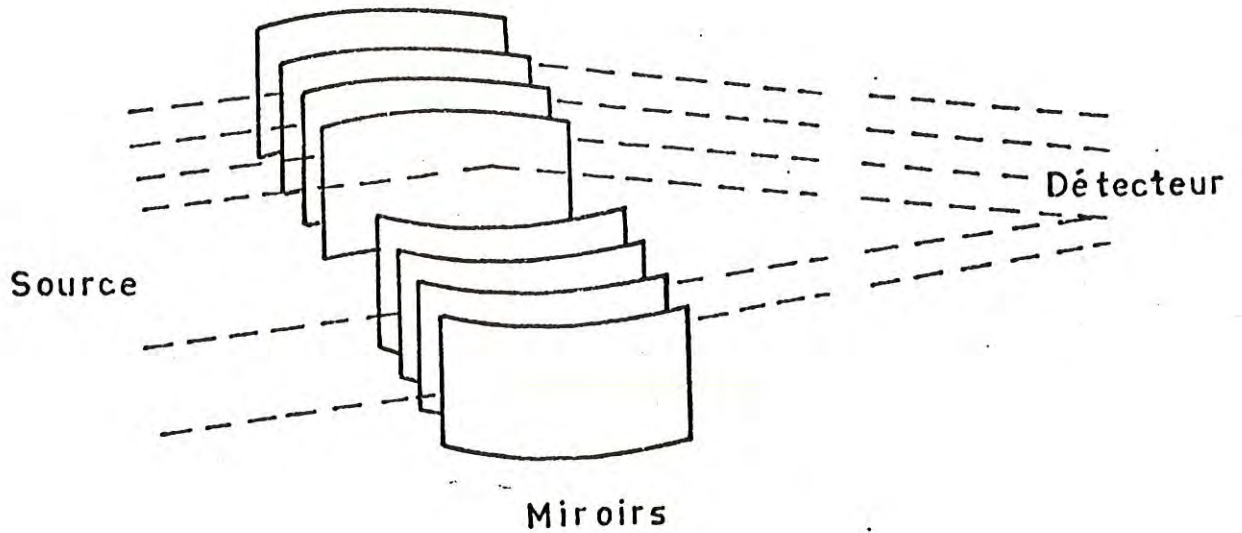
d'où

$$\text{tg } \theta \lesssim 10^8 \lambda / 5$$

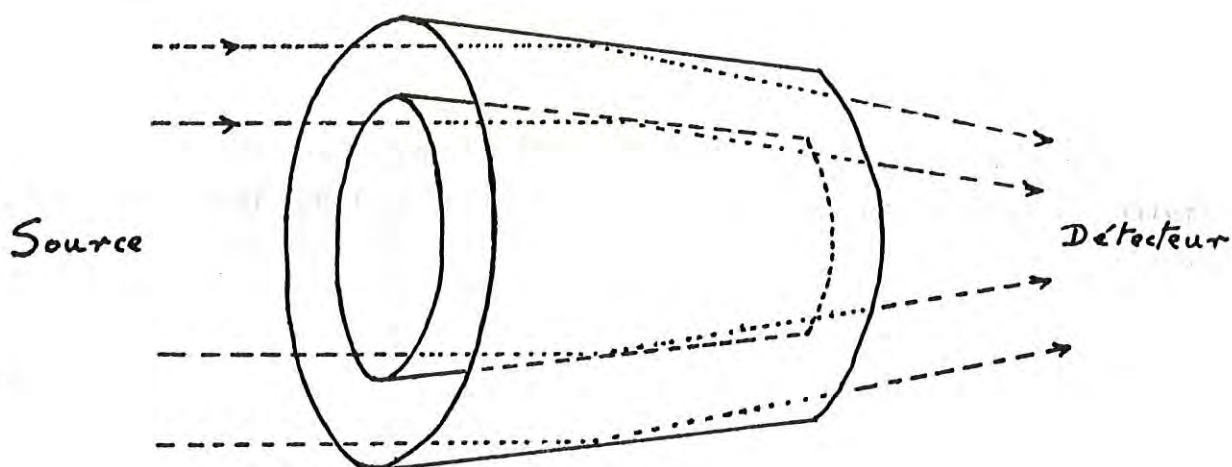
On voit que déjà à $\lambda \approx 10^{-8}$ cm, l'angle d'incidence doit être inférieur à environ .2 radian = 12° , tandis qu'à 10^{-10} cm, l'angle d'incidence doit être inférieur à $.1^\circ$.

Il s'ensuit que, pour les rayons X à basses énergies (rayons - X

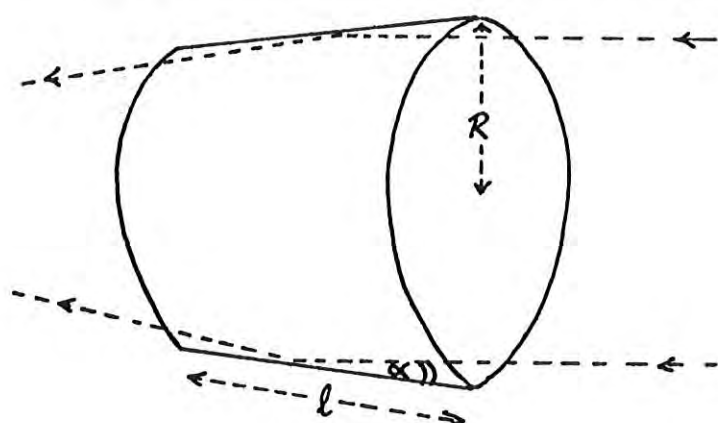
"mous" : $h\nu < 10 \text{ keV}$), il est encore possible de construire des télescopes à miroirs - à condition de pouvoir diriger le rayonnement sur la surface à incidence rasante. On a ainsi développé des "télescopes" à rayons - X : une réalisation particulière est dessinée dans la figure suivante.



Les éléments utilisés en pratique sont des surfaces de révolution emboîtées les unes dans les autres.



On remarque que le foyer se trouve derrière le collecteur : on a donc besoin d'un très grand "trou". Par conséquent, la surface effective



d'un élément d'un collecteur de ce type n'est pas πR^2 , comme cela aurait été le cas pour un miroir parabolique traditionnel, mais est égale à $2\pi R l \alpha$, où l est la longueur du collecteur, et α son angle d'ouverture.

Il s'ensuit que les miroirs à incidence rasante sont beaucoup plus lourds par cm^2 de surface effective que les miroirs traditionnels.

Un avantage important de l'astronomie - X mou est le grand pouvoir séparateur ($\approx \lambda/2R$) qu'on puisse obtenir théoriquement avec de petits miroirs. Même en tenant compte des défauts inévitables des systèmes optiques utilisés, un miroir de quelques centimètres seulement permet déjà un pouvoir séparateur d'environ 1 seconde d'arc.

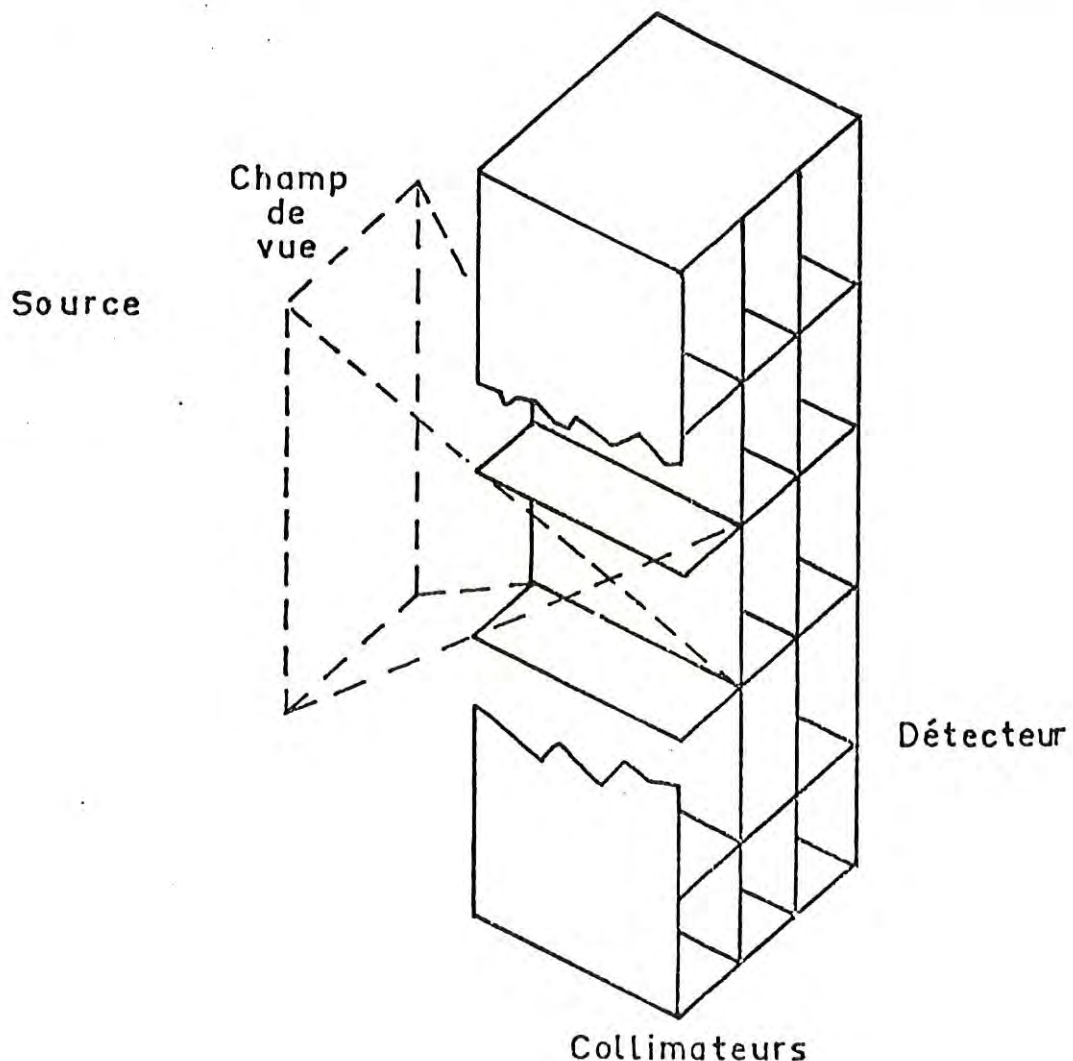
Les détecteurs utilisés au "foyer" de tels instruments sont le plus souvent des photomultiplicateurs, des caméra télévision (vidicon), etc... L'enregistrement est électronique, l'information étant renvoyée au sol par la télémétrie.

Jusqu'à présent, ces télescopes en rayons -X ont été utilisés pour l'étude détaillée de l'émission coronale du Soleil : on n'a pas besoin d'une grande sensibilité (le collecteur peut être petit) mais par contre on a

besoin d'une configuration qui donne des images. On projette actuellement le lancement d'un instrument de ce genre adapté aux sources étendues cosmiques : ceci exige de collecteurs très lourds parce-que les sources cosmiques sont très faibles.

Dans le cas des rayons - X dur ($h\nu > 10 \text{ keV}$), l'angle d'incidence devrait être beaucoup trop petit pour permettre la construction d'un collecteur. Donc, au-delà de 10 keV, on abandonne la possibilité d'obtenir des images et on se contente de la détection et du repérage de la direction des sources.

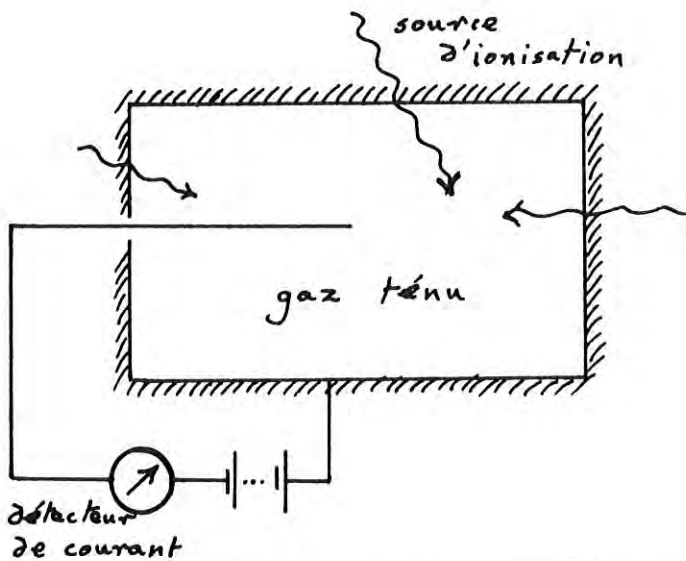
Pour repérer une source dans le ciel, il faut éliminer le rayonnement venant de toutes les directions sauf celle de la source. On a ainsi développé des systèmes à "collimateurs", dont le fonctionnement est indiqué schématiquement dans la figure suivante.



Comme l'instrument ne fournit pas une image, on a intérêt à limiter au maximum le champ de vision si l'on veut localiser une source avec une bonne précision.

Il y a plusieurs types de collimateurs ; les meilleurs parmi eux limitent le champ à 1 minute d'arc près.

Les détecteurs utilisés sont le plus souvent basés sur le principe du compteur Geiger. Dans ce type de compteur, une enceinte fermée contient un



gaz très raréfié (souvent un mélange de gaz nobles) et deux électrodes soumises à une haute tension. Quand une particule (photon X, électron, proton, etc...) traverse l'enceinte, le gaz est ionisé et les ions diffusent vers les électrodes (électrons vers l'électrode positif, ions vers l'électrode négatif) ; quand les ions arrivent, le circuit électrique est fermé et il

se produit une décharge de courte durée qui peut être enregistrée par une méthode électronique. Le nombre d'ions produits par la particule incidente est fonction de son énergie : ainsi, la violence de la décharge est une indication de l'énergie de la particule qui en est responsable.

On remarque un problème fondamental associé à ce type de détecteur : toute particule, quelle que soit sa nature, peut le déclencher. Il y a donc un bruit de fond important associé avec chaque observation et on est amené à développer des moyens de discrimination entre les photons qui nous intéressent et les particules parasites.

La spectroscopie en rayons X est limitée au domaine spectral inférieur à 10 keV. Bien qu'il ne soit pas possible de fabriquer des réseaux suffisamment fins, la nature nous les a fournis ... sous forme de réseaux cristallins. On peut utiliser la surface d'un cristal comme système dispersif.

Au-delà de 10 keV, ceci n'est plus possible ; on est amené, soit à utiliser des détecteurs sensibles à certaines longueurs d'ondes seulement, soit à analyser en détail les signaux des compteurs pour en déduire la longueur d'onde du rayonnement.

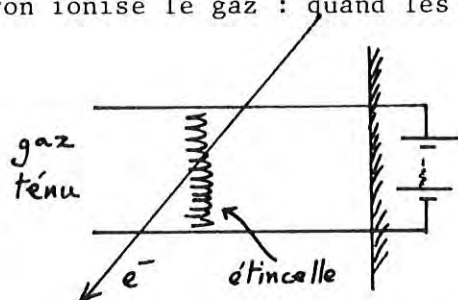
Astronomie - γ

Il n'existe aucun moyen de focaliser les rayons- γ , et il se pose des problèmes assez graves au niveau de la détection, car le rayonnement cosmique est assez faible.

Dans le cas des rayons- γ "mous" ($h\nu \approx .5 - 10$ MeV), les systèmes utilisés sont à peu près du même type que pour les rayons - X durs, c'est-à-dire, les collimateurs avec les compteurs.

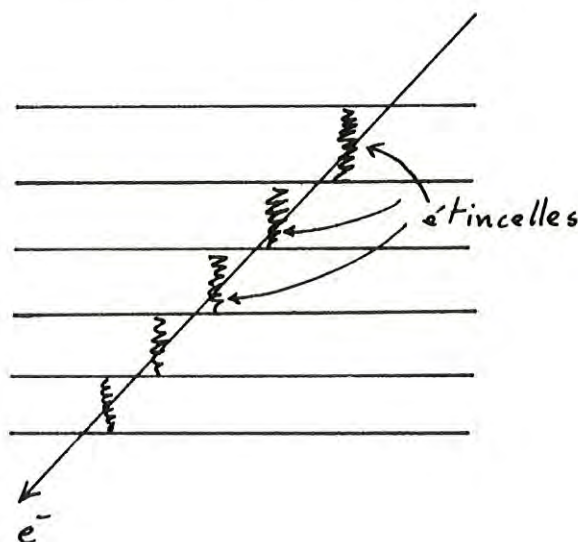
Pourtant, ce genre de système est relativement peu efficace ; dans le cas des rayons - γ durs on a intérêt à utiliser les détecteurs de très grand volume. On a adopté alors les chambres étincelles.

Considérons 2 électrodes dans un gaz ténu, et supposons qu'une particule élémentaire (un e^- , par exemple), traverse le système. Le passage de l'électron ionise le gaz : quand les ions sont arrivés aux électrodes, un



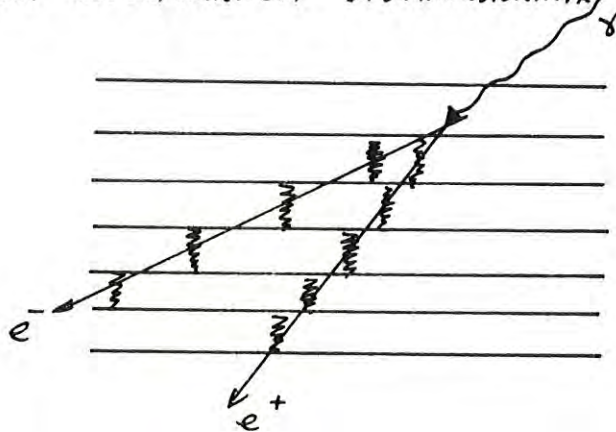
chemin conductible se produit, et une étincelle passe entre les électrodes à l'endroit où le gaz s'est ionisé.

Considérons maintenant un ensemble d'électrodes.



Au passage de l'électron, des étincelles vont passer entre chaque paire d'électrodes à l'endroit où l'électron était passé. On voit alors que l'ensemble des étincelles "trace" approximativement le chemin de l'électron - ces étincelles peuvent être enregistrés électroniquement et le chemin de l'électron peut être reconstitué.

Dans le voisinage de la matière, un rayon γ peut se transformer en $e^+ e^-$. Si la transformation se fait à l'intérieur de la chambre, les étincelles vont tracer les chemins suivis par les particules $e^+ e^-$; on peut donc reconstituer la direction initiale du rayon γ incident - il est bien entendu que cette reconstitution doit se faire en 3 - dimensions, *les électrodes étant essentiellement bidimensionnelles*



C'est le principe des systèmes couramment utilisés pour la détection et le repérage du rayonnement γ cosmique de haute énergie.

Les chambres étincelles sont simples, robustes et donc fiables ; de plus, on peut les faire très grandes. Elles se prêtent donc assez bien pour les expériences spatiales.

La précision du repérage est fonction de la séparation des électrodes ; la limite inférieure sur cette séparation étant déterminée par des contraintes techniques, il se trouve que la précision avec laquelle la position d'une source peut être déterminée est inférieure à 3° .

Quelques remarques sur les expériences spatiales

Un observatoire en orbite est évidemment très souhaitable, quel que soit le domaine spectral. Pourtant, certains problèmes techniques se posent.

Un satellite en orbite n'a pas d'axe privilégié, comme un télescope au sol. Sa direction est définie par rapport aux étoiles : ainsi, les satellites sont équipés de dispositifs permettant le repérage optique des

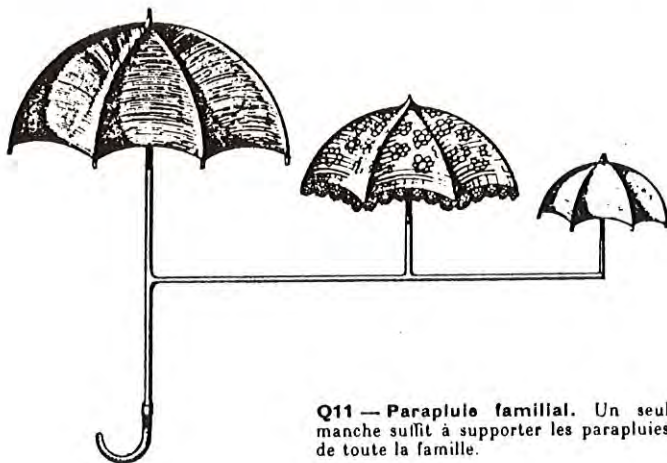
étoiles brillantes.

Les instruments à bord des satellites peuvent étudier le ciel pendant des durées beaucoup plus étendues que les instruments au sol (à part la radio-astronomie et l'astronomie infra-rouge qui "fonctionnent" 24 heures sur 24). Néanmoins, certaines régions de ciel leur sont inaccessible à un moment donné - par exemple, la région occupée par la Terre et le Soleil. La région occupée par la Terre n'est pas négligeable - ainsi on a intérêt à lancer les observatoires sur des orbites lointaines ... mais ça exige des fusées très puissantes.

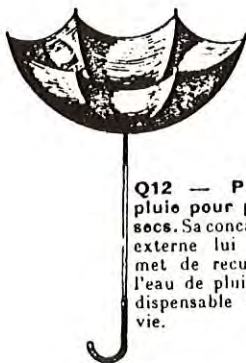
Les données sont rarement renvoyées au sol au moment de leur obtention, parce-que le nombre d'antennes capables de les recevoir est très limité. En général, les mesures sont accumulées sur bandes magnétiques à bord du satellite et retransmises aux moments propices. Comme beaucoup de phénomènes à haute énergie sont variables, les satellites portent aussi leurs propres horloges - il se pose souvent des problèmes de synchronisation du temps interne d'un satellite et du temps "astronomique" enregistré au sol.

RESUME

CATALOGUE D'OBJETS INTROUVABLES



Q11 — Parapluie familial. Un seul manche suffit à supporter les parapluies de toute la famille.

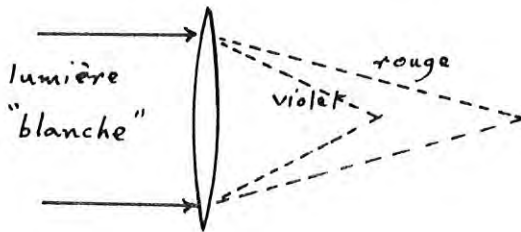


Q12 — Parapluie pour pays secs. Sa concavité externe lui permet de recueillir l'eau de pluie indispensable à la vie.

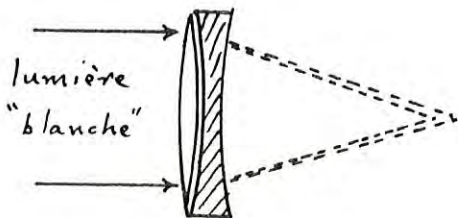


Q13 — Parapluie-observatoire. Il s'ouvre comme la coupole d'un observatoire d'astronomie pour laisser passer une longue-vue.

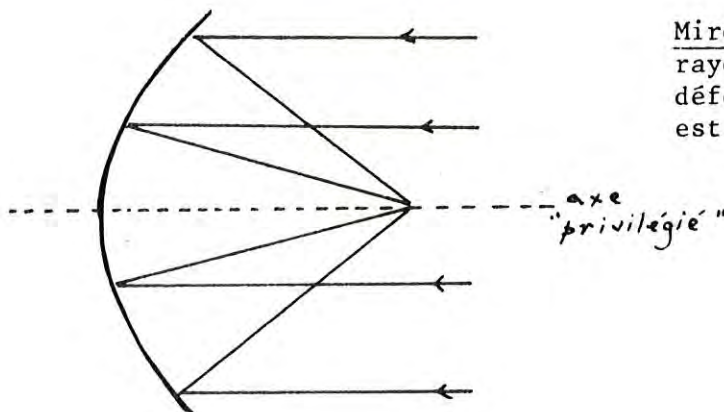
COLLECTEURS



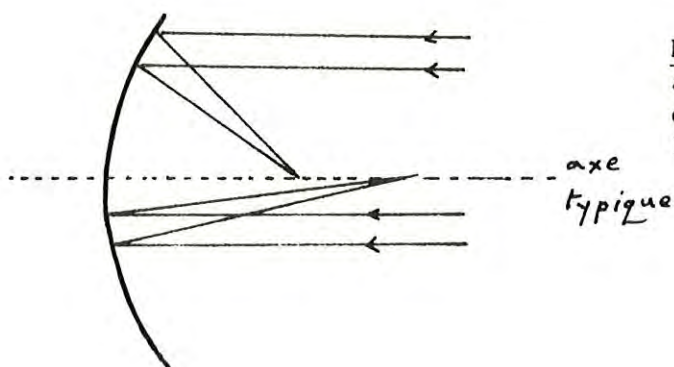
Lentille simple aberration chromatique - le foyer n'est pas unique.



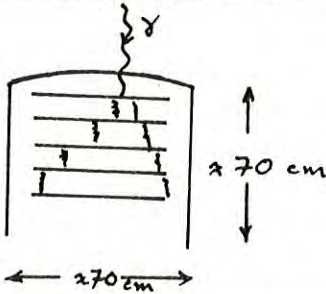
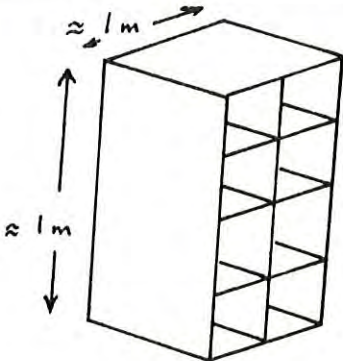
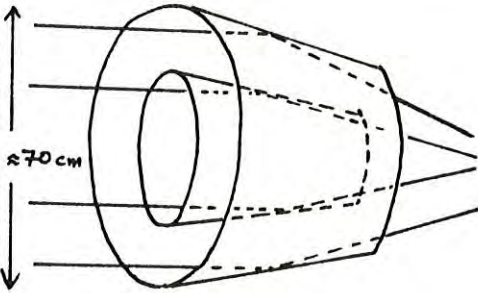
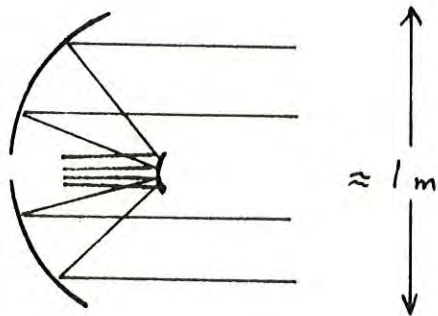
Lentille composée aberration chromatique réduite; toutefois, difficile à fabriquer à grande échelle, se déforme sous son poids, plusieurs surfaces à tailler etc.



Miroir parabolique foyer unique pour tout rayon parallèle à l'axe principal - mais déformations hors-axe et donc champ utile est petit.



Miroir sphérique peu de déformations hors-axe - mais plan focal courbé, et la position du foyer dépend de la distance du rayon de l'axe.

Domaine spectral	Altitude où la moitié du rayonnement est absorbé	Système optique utilisé
Rayonnement γ dur	20 - 40 km	 <p>matérialisation du dans une chambre étincelle; détection de $e^- e^+$ par étincelles</p>
Rayonnement γ mou X dur	40 - 150 km	 <p>collimateurs; aucune focalisation, champ délimité. Détection par compteurs type Geiger.</p>
Rayonnement X mou	150 km	 <p>télescopes; miroir multiple à incidence rasante. Détection par camera télé., convertisseur d'image etc.</p>
Rayonnement U-V	150 km	 <p>télescope "traditionnel" en quartz etc.; pas d'éléments transparents</p>

Domaine Visuel principaux systèmes optiques



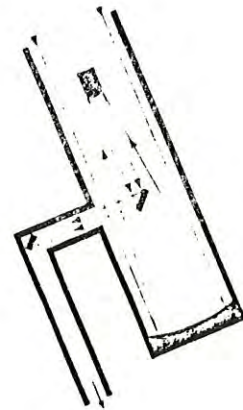
Lunette



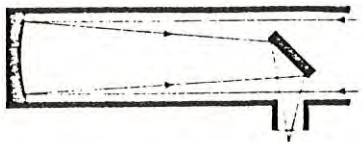
Télescope - foyer principal



Télescope - foyer Cassegrain

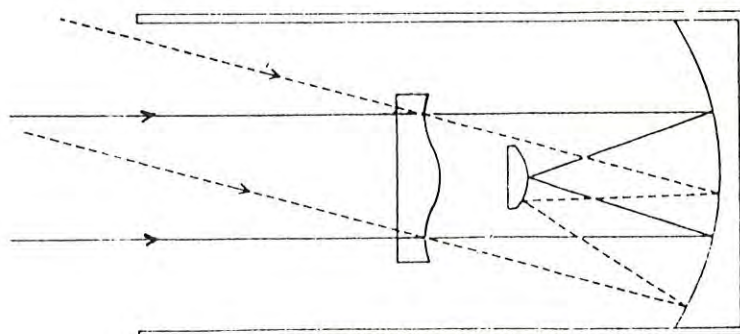


Télescope - foyer Coudé

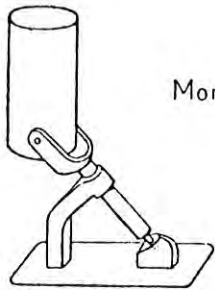


Télescope - foyer Newton

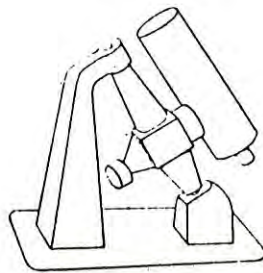
SCHMIDT



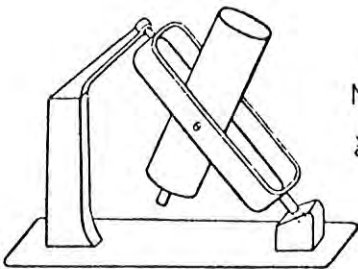
Télescope à miroir sphérique avec lame de correction au centre de courb.



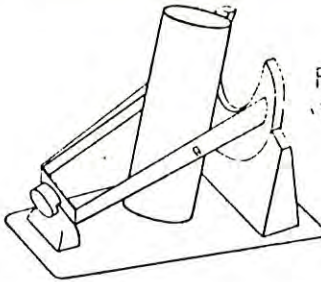
Monture à fourche



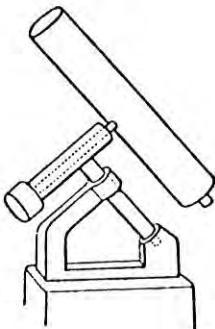
Monture anglaise simple



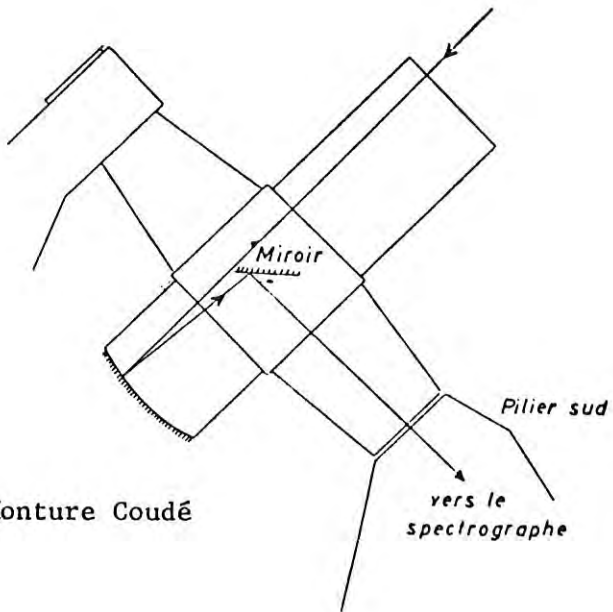
Monture anglaise à berceau



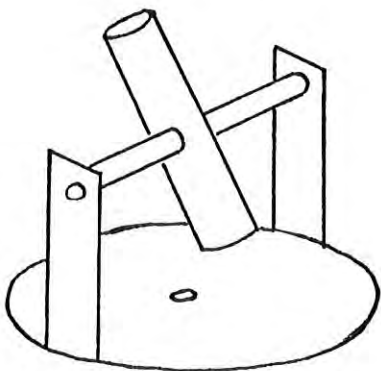
Monture Fer à cheval



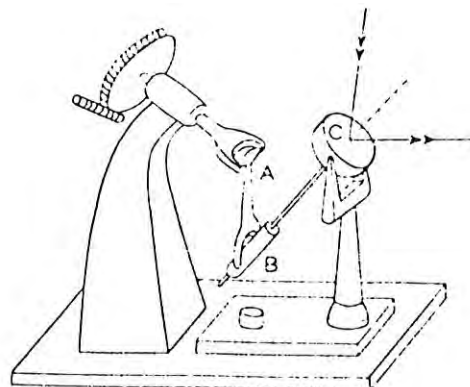
Monture allemande



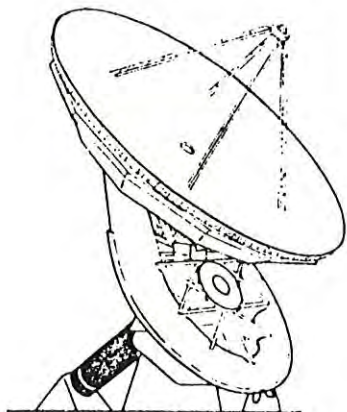
Monture Coudé



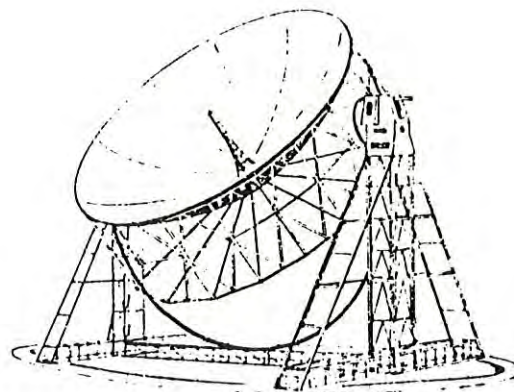
Monture azimuthale



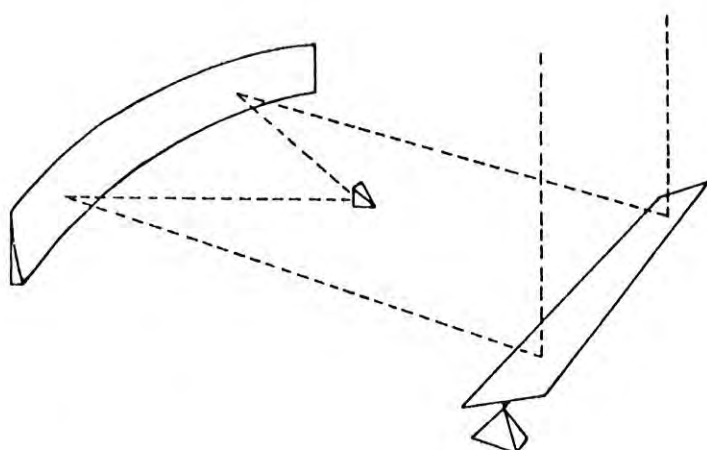
Sidérostat



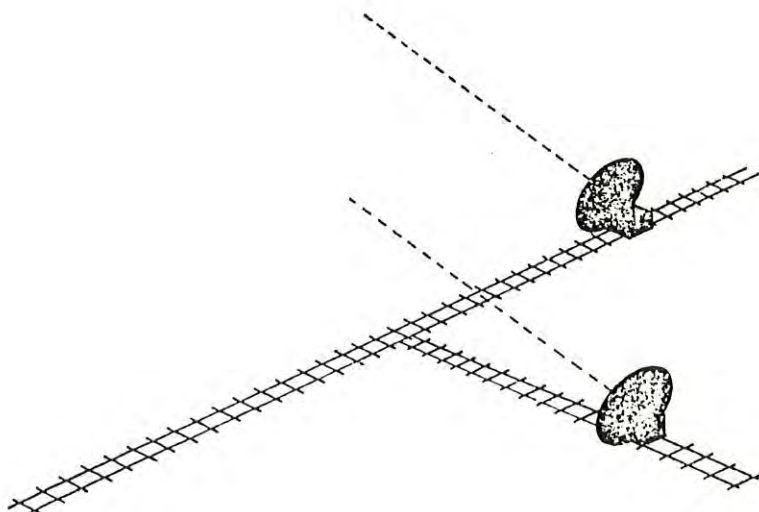
Télescope équatoriale



Télescope azimuthale



Télescope méridien - miroir parabolique fixe



Système à synthèse d'ouverture

QUELQUES GRANDS RADIO TELESCOPES DU MONDE

Observatoire	Dimension	Type
Effelsberg, FDR	100 m diam.	Miroir parabolique monture azimuth.
Jodrell Bank, Angleterre	76 m diam.	"
Parkes, Australie	64 m diam.	Miroir parabolique monture équatoriale
Goldstone, U.S.A.	"	"
Nançay, France	rectangle 400 x 45 m	Méridien, miroir concave fixe
Octacamund, Inde	530 x 30 m	Méridien
Arecibo, Porto Rico	300 m diam.	Miroir parabolique, fixe
Zelenchukskaya, U.R.S.S.	anneau 600m diam.	900 panneaux individuels disposés en un anneau de 600 m de diam. alimentant un foyer unique - synthèse d'ouverture
Culgoora, Australie	anneau 3km diam.	96 miroirs parab. de 12 m diam. disposés en un anneau de 3 km diam. - synthèse d'ouverture pour le Soleil
Westerbork, Hollande	ligne 1.6 km	12 miroirs parab. de 25 m disposés sur une ligne E-O de longueur 1.6 km - synth. d'ouverture par rotation de la Terre
VLA, Nouvelle Mexique, U.S.A. (en construction)	27 km	27 miroirs parab. de 26 m disposés à l'intérieur d'un cercle de 27 km diam. synthèse d'ouverture

QUELQUES GRANDS TELESCOPES OPTIQUES DU MONDE

Observatoire	Altitude	Diamètre du miroir	Longueurfocale	Date de mise mise en service
Zelenchukskaya Caucase, URSS	2050 m	6 m	24m	1974
Palomar, Californie USA	1800 m	5.08 m	16.8 ou 80 selon système optique utilisé	1949
Kitt Peak, Arizona, USA	2100 m	4.01 m	10.4 ou 32	1973
Cerro Tololo Chili	2500 m	4.01 m	"	1974
Siding Springs Australie	1200 m	3.91 m	31.3 ou 58.7	1974
Mauna Loa Hawai	4200 m	3.66 m		1978
Orbital	500 km	2.4	57.5	1983