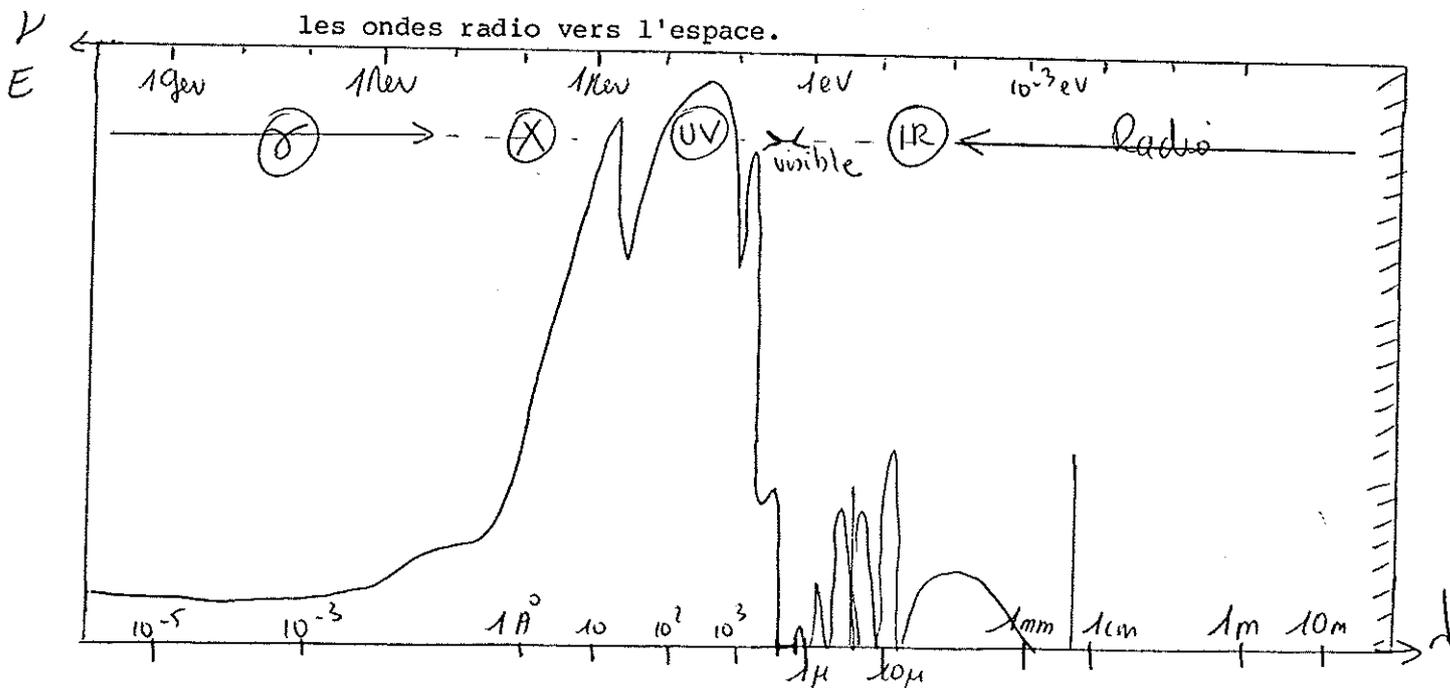


- INSTRUMENTATION - METHODES D'OBSERVATION -

Notre connaissance de l'Univers repose essentiellement sur le rayonnement électromagnétique des astres dans tous les domaines de longueur d'onde (γ , X, UV, visible, IR, radio), mais on peut aussi recueillir des informations à partir des particules élémentaires de haute énergie que nous recevons de l'espace (rayons cosmiques, vent solaire, ...) et aussi par exploration directe, qui est bien évidemment limitée au système solaire (échantillons de matière prélevés sur les planètes par les sondes spatiales...).

La majeure partie du rayonnement électromagnétique est arrêté ou réfléchi par l'atmosphère terrestre, et doit être observé en fusées, ballons ou satellites, ce qui explique que ces études n'ont été effectuées que récemment. La figure ci-dessous montre l'étroitesse de la fenêtre visible qui pourtant a été longtemps, jusqu'en 1940 environ, la seule à être explorée. La plus large fenêtre du spectre, le domaine radio, de 1 mm à 15 m environ de longueur d'onde, n'a commencé à être explorée que vers 1940, grâce au développement de l'électronique. Au delà de 15 m de longueur d'onde, l'ionosphère (couche de particules chargées) réfléchit les ondes radio vers l'espace.

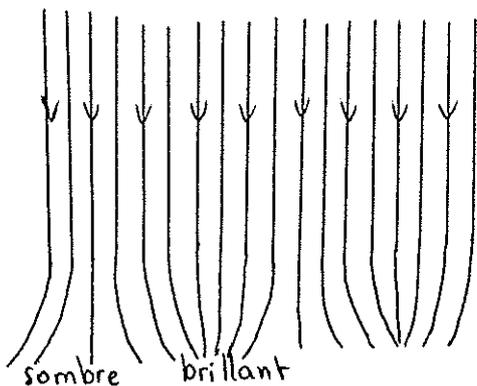


Si l'on peut contourner le problème de l'absorption de l'atmosphère terrestre, il reste l'absorption du milieu interstellaire, inévitable. Les poussières interstellaires nous masquent le rayonnement de notre propre galaxie surtout en ultra-violet et visible. Le milieu interstellaire est par contre transparent en γ , X et dans le domaine radio (ce qui explique qu'il a fallu attendre une époque récente, 1950, pour explorer notre Galaxie).

I.- DOMAINE OPTIQUE

Si l'atmosphère dans ce domaine n'absorbe que très peu le rayonnement, elle gêne pourtant considérablement les observations par sa turbulence. Des fluctuations de température, même de très faible amplitude (de l'ordre de 0.1°K), engendrent des fluctuations de densité et des mouvements des différents éléments d'atmosphère (taille typique 10 cm).

Ces petits globules d'indice de réfraction variable aléatoirement dégradent la qualité des images en perturbant le front d'onde qui n'est plus



une surface plane. On distingue deux conséquences sur les images =
⊙ la scintillation ou fluctuation d'intensité (visible sur les astres quasiment ponctuels comme les étoiles : variation d'éclat selon la différente concentration momen-

tanée des rayons lumineux) ⊙ l'étalement des images (encore appelé phénomène du "seeing") dû au déplacement de l'image dans le plan focal en un temps bien inférieur à la seconde. Ce phénomène réduit le pouvoir de

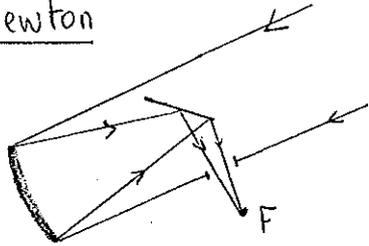
résolution des télescopes. L'image d'un objet ponctuel donnée par un télescope, au lieu de la tache d'Airy de diffraction attendue (c'est-à-dire une tache de dimension angulaire de l'ordre de $1,22 \lambda/D$, D diamètre du télescope) sera une tache de l'ordre de $1''$ d'arc, quelle que soit la taille du télescope (pourvu que D soit supérieur à 10 cm, diamètre pour lequel la résolution théorique $1,22 \lambda/D$ est justement égale à $1''$ d'arc, pour les longueurs d'onde visibles). Il apparaît donc inutile à première vue de construire de grands télescopes optiques au sol, du moins du strict point de vue de la résolution angulaire. Une grande ouverture est quand même nécessaire pour progresser en sensibilité, en détectant plus de flux. Il est aussi très important de choisir un bon site de haute montagne pour minimiser les effets de l'atmosphère. Il existe cependant des méthodes pour s'affranchir des fluctuations de l'atmosphère, notamment l'interférométrie des tavelures, développée par A. Labeyrie dans les années 1970, qui sera détaillée plus loin (le principe en est de prendre des photos de l'image toutes les 20 ms environ, alors que l'atmosphère n'a pas eu le temps de "bouger").

(1) Télescopes optiques :

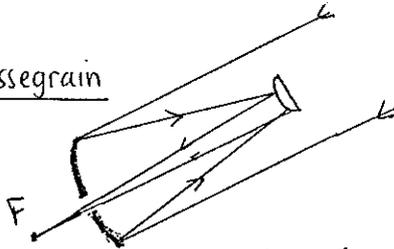
Les grands instruments, aujourd'hui, sont tous des télescopes, ou "réflecteurs", bien que la lunette ou "réfracteur" ait précédé historiquement le télescope. La lunette a en effet beaucoup de désavantages : la chromaticité (que l'on corrige en accolant deux lentilles d'indices de dispersion différents, en flint et en crown), mais surtout la difficulté de construire des pièces de verre homogène de grande taille (les trois plus grandes lunettes du monde sont celles de Yerkes, 1 m, Lick, 0,91 m, Meudon, 0,83 m) et d'autre part l'impossibilité d'observation en ultraviolet et infrarouge. Les différents types de télescopes sont :

. d'abord des télescopes à miroir primaire parabolique, qui permettent, selon le choix des miroirs secondaires, de faire varier la longueur focale du télescope, donc le rapport d'ouverture F/D .

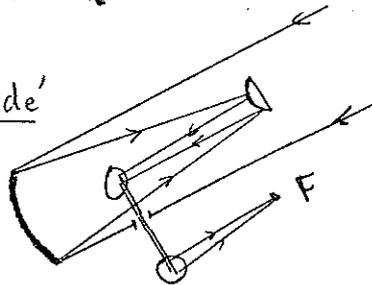
Newton



Cassegrain



Coudé



On a la disposition de Newton, avec un miroir secondaire plan qui renvoie l'image sur le côté ; la disposition Cassegrain, lorsque le miroir secondaire est hyperbolique et convexe et renvoie l'image derrière le miroir primaire, à travers une ouverture au centre de celui-ci ; et enfin, la disposition "Coudé", pour laquelle on rajoute par rapport à la précédente deux miroirs plans, dont l'un est situé à l'intersection de l'axe optique et de l'axe de déclinaison, et l'autre à l'intersection des axes horaire et de déclinaison. Ce système permet de travailler au point foyer terminal F qui est fixe (gros avantage si le spectrographe est très lourd, dans une pièce séparée, ...).

. Des télescopes Ritchey-Chrétien, aplanétiques. En effet, les miroirs paraboliques ne sont rigoureusement stigmatiques que pour un objet à l'infini sur l'axe optique. Dès que l'on s'écarte de l'axe, apparaissent des aberrations (coma ...). Pour étendre le champ du télescope, on construit des miroirs primaires hyperboliques, qui, associés à un miroir secondaire particulier, corrigent ces aberrations.

. Des télescopes de Schmidt, à miroir sphérique, permettent de travailler avec un champ plus grand encore. Le rapport d'ouverture F/D

est petit (0,5 à 3) et le champ peut varier de 5° à 20°.

Les deux grands types de monture sont la monture équatoriale, dont un axe est parallèle à l'axe terrestre (ce qui permet de poursuivre les sources en ne faisant tourner le télescope qu'autour d'un seul axe et à vitesse constante) et la monture altazimutale, dont les axes sont l'un vertical, l'autre horizontal (guidage avec rotation autour des deux axes et à vitesses variables). Aujourd'hui, les ordinateurs peuvent piloter la poursuite des grands télescopes, et l'on peut profiter des avantages d'un axe parallèle à la pesanteur terrestre, surtout pour des gros télescopes ! (ainsi le 6 m russe de Zélentchuk, dans le Caucase, est altazimutal, alors que le 5 m du Mont Palomar est équatorial, en fer à cheval).

(2) Détecteurs :

La plaque photographique a longtemps remplacé l'oeil pour intégrer les signaux, mais elle a quelques inconvénients : elle est très peu sensible (ne détecte qu'un photon sur 10^3), non linéaire (il y a des effets de seuil et de saturation) et de plus on ne peut pas retrancher la lumière du fond du ciel, donc, il est difficile d'observer en dessous de cette luminosité limite. L'effet photoélectrique a été utilisé en astronomie vers les années 1930 : le rendement de la photocathode peut être élevé (jusqu'à 20% des photons sont détectés), la réponse est linéaire, et d'autre part les électrodes secondaires amplifient considérablement le signal (principe du photomultiplicateur : 20 étages peuvent produire un gain de quelques 10^6). Le problème pour construire un vrai récepteur est de constituer une image à deux dimensions, et d'avoir assez d'éléments d'images (que l'on appelle aussi pixel de "picture element") pour obtenir une bonne résolution.

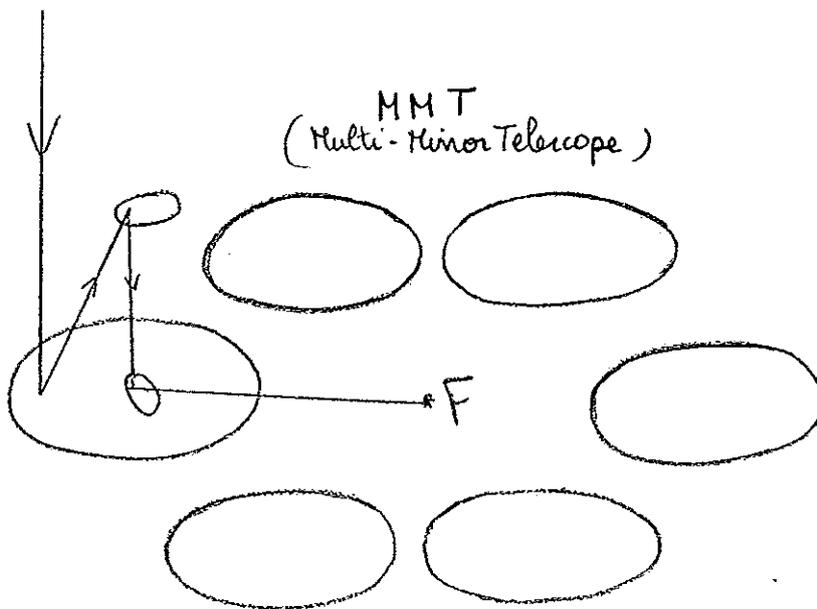
Le travail de pionnier en la matière a été effectué par le français André Lallemand en 1936 avec sa caméra électronique. Les électrons émis par chaque élément d'image de la photocathode, sont accélérés et focalisés (lentilles électroniques) avec champs \vec{E} et \vec{B}) en des points différents d'une plaque finale, sensible directement aux électrons. L'instrument original était très délicat à manipuler; comme les plaques sensibles s'altéraient rapidement, il fallait faire le froid et le vide pour récupérer les plaques. Aujourd'hui, on utilise des tubes-images, où la plaque sensible est remplacée par un écran fluorescent, qui permet de réobtenir des photons à partir des électrons. On peut ensuite, après plusieurs étapes d'amplification, se servir d'un écran de télévision pour projeter l'image, ou enregistrer le signal vidéo correspondant sur une bande magnétique. L'ensemble du récepteur est sensible à peu près à 10% des photons incidents, ce qui se rapproche beaucoup du rendement quantique des photocathodes (20% maximum). D'autre part, comme l'on peut traiter l'image directement sur ordinateur (et que la réponse est linéaire) il est facile de retrancher le fond du ciel uniforme à l'image obtenue (on peut intégrer plus longtemps et gagner en sensibilité).

Plus récemment, de nouveaux détecteurs électroniques encore plus maniables (plus de tubes à vide) ont été développés : les dispositifs à transfert de charge ou CCD (Charge Coupled Device) (années 1970). Ils sont constitués d'une mosaïque de semi-conducteurs (plaquettes de silicium) qui exposés à la lumière voient leur conductibilité électrique accrue (effet photoconducteur). Sous un potentiel donné, chaque élément d'image (ou pixel) va acquérir une charge proportionnelle à l'éclairement reçu. Il faut ensuite "lire" assez rapidement toutes les charges

obtenues sur cette carte à deux dimensions. Pour cela on mesure toutes les charges en bout de ligne, et l'on transfère les charges de toute une ligne de proche en proche, par glissement d'un pixel (la lecture peut se faire en une fraction de seconde). Grâce au développement dans la miniaturisation des circuits intégrés, on arrive aujourd'hui à construire des CCD contenant de l'ordre de 1 million de pixels.

(3) Développements récents pour augmenter la sensibilité et la résolution :

a) Pour augmenter la sensibilité, il faut accroître la surface collectrice des télescopes. Or le coût d'un télescope de diamètre D , dont le miroir est construit d'une seule pièce, varie approximativement comme D^3 , alors que le gain de surface n'est que D^2 . Il est donc plus intéressant de construire plusieurs petits miroirs, d'où la conception d'une nouvelle génération de télescopes dont le MMT (Multi Mirror Telescope) est un prototype. Le MMT est opérationnel depuis 1979 sur le Mont Hopkins



en Arizona. Il s'agit de 6 miroirs de 1,85 m assemblés dans une structure commune, qui tourne en bloc pour poursuivre les sources (entraînant d'ailleurs tout le bâtiment servant d'abri, genre de dôme parallélépipédique). La surface totale est celle d'un télescope de 4,5 m de diamètre (c'est donc le 3^e instrument mondial en optique).

L'alignement des six télescopes est contrôlé automatiquement par l'intermédiaire de lasers et d'ordinateurs (la monture est altazimutale). Il existe des projets de télescopes géants (7m au Texas, 10 m en Californie) qui sont en fait des systèmes légers, à monture altazimutale, constitués de plusieurs dizaines de panneaux servocontrôlés.

b) Pour augmenter la résolution, des efforts ont été entrepris dans deux directions : d'abord atteindre la limite théorique de résolution des grands télescopes, qui est en général loin d'être atteinte à cause de la turbulence atmosphérique ; et ce par la méthode de l'interférométrie des tavelures. Puis construire des interféromètres à deux télescopes dont la ligne de base D est bien supérieure au diamètre des plus grands télescopes actuels, afin d'obtenir une résolution angulaire de l'ordre de λ/D . Cette interférométrie peut s'effectuer soit avec la méthode des tavelures (c'est-à-dire en immobilisant l'atmosphère par des poses très courtes, de l'ordre de 20 ms) soit en détectant des corrélations d'intensité entre les signaux provenant des deux télescopes, c'est l'interférométrie d'intensité d'Handbury Brown.

La première direction est limitée par la taille des grands télescopes existants à une résolution limite de 0,015" d'arc, mais bénéficie d'une grande sensibilité (due à la grande ouverture), et n'a pas à se soucier du problème de cohérence de tous les faisceaux qui tombent sur la surface paraboloidale (par définition la différence de chemins optiques est nulle au foyer du télescope). Ces problèmes de cohérence sont cruciaux pour l'interférométrie à deux télescopes, où la distance entre les deux instruments doit être contrôlée au micron près. Par contre la résolution angulaire est bien supérieure.

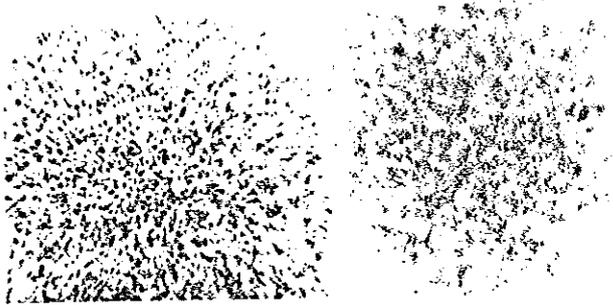
. L'interférométrie des tavelures :

Qu'observe-t-on au foyer d'un grand télescope (disons $d = 5$ m) pointé sur un objet ponctuel comme une étoile ? Sans atmosphère on s'attend à distinguer la tache d'Airy de $1,22 \lambda/d \approx 2 \cdot 10^{-2}''$ pour $\lambda = 0.5 \mu$. La présence de l'atmosphère peut être schématisée par un écran percé d'une multitude de petites ouvertures de diamètre typique à réparties au hasard. Ces ouvertures représentent toutes les petites cellules diffractantes de l'atmosphère turbulente, où l'indice n fluctue sur des tailles caractéristiques de 10 cm. Une seule de ces petites ouvertures donne pour image de l'étoile un diagramme de diffraction de taille $1,22 \lambda/a \approx 1''$. Mais toutes les amplitudes de diffraction correspondant à toutes les ouvertures auront des phases aléatoires, puisqu'elles sont réparties au hasard. La sommation de tous ces facteurs de phase donnera une contribution non nulle uniquement pour des directions particulières très peu nombreuses et réparties aussi au hasard. Dans les autres di-

rections, il y aura cancellation. C'est un phénomène d'interférences aléatoires.

Dans les directions de maxima d'intensité de ces interférences on n'obtient pas un point, mais le diagramme de diffraction du télescope, c'est-à-dire dans notre exemple de taches de lumière cohérente (qui proviennent du même diagramme de diffraction) de taille $2 \cdot 10^{-2}''$. On obtiendra donc

TAVEZURES -



• Etoile ponctuelle
(non résolue)

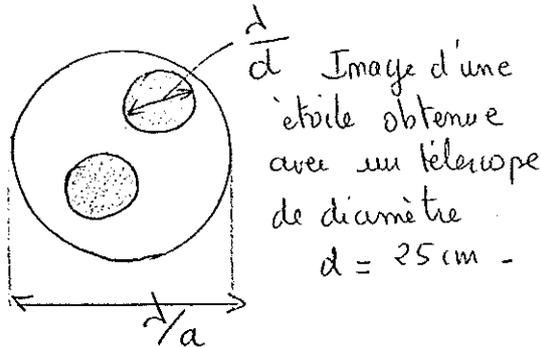
• Bételgeuse
taille $5 \cdot 10^{-2}''$

Diamètre du télescope
 $d = 5$ m

d'autant plus de ces petites taches que le télescope est grand :

Tous ces petits grains, interférences de tavelures, sont compris

dans l'enveloppe plus grande correspondant à la diffraction à travers une cellule de $a \sim 10$ cm.

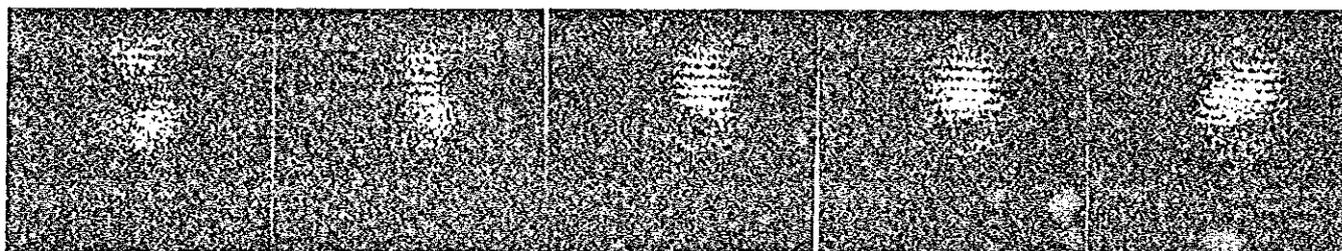


Toutes ces images sont observées si le temps de pose est inférieur au temps caractéristique de fluctuations de l'atmosphère (pose de 20 ms). Pour des poses supérieures à une seconde, bien sûr, tous les

grains se moyennent pour former une tache à peu près uniforme de 1" de diamètre (toute l'information est perdue). Pour conserver la résolution, et la possibilité d'intégrer, on effectue par ordinateur la transformée de Fourier de l'image toutes les 20 ms (ou bien on calcule la fonction d'autocorrélation) ; cette transformée, en quelque sorte, conserve le spectre des fréquences spatiales contenues dans l'image en éliminant le caractère aléatoire des phases. Il suffit alors de sommer toutes les transformées de Fourier pour intégrer la lumière et obtenir plus de sensibilité. Notons que celle-ci est aussi limitée par le problème de chromaticité : pour bien voir l'interférence des tavelures, il faut sélectionner (par un filtre) une bande de fréquences Δ_ν assez fine, pour que la lumière soit aussi monochromatique que possible (sinon les interférences sont brouillées) ($\Delta_\nu \leq 300 \text{ \AA}$)

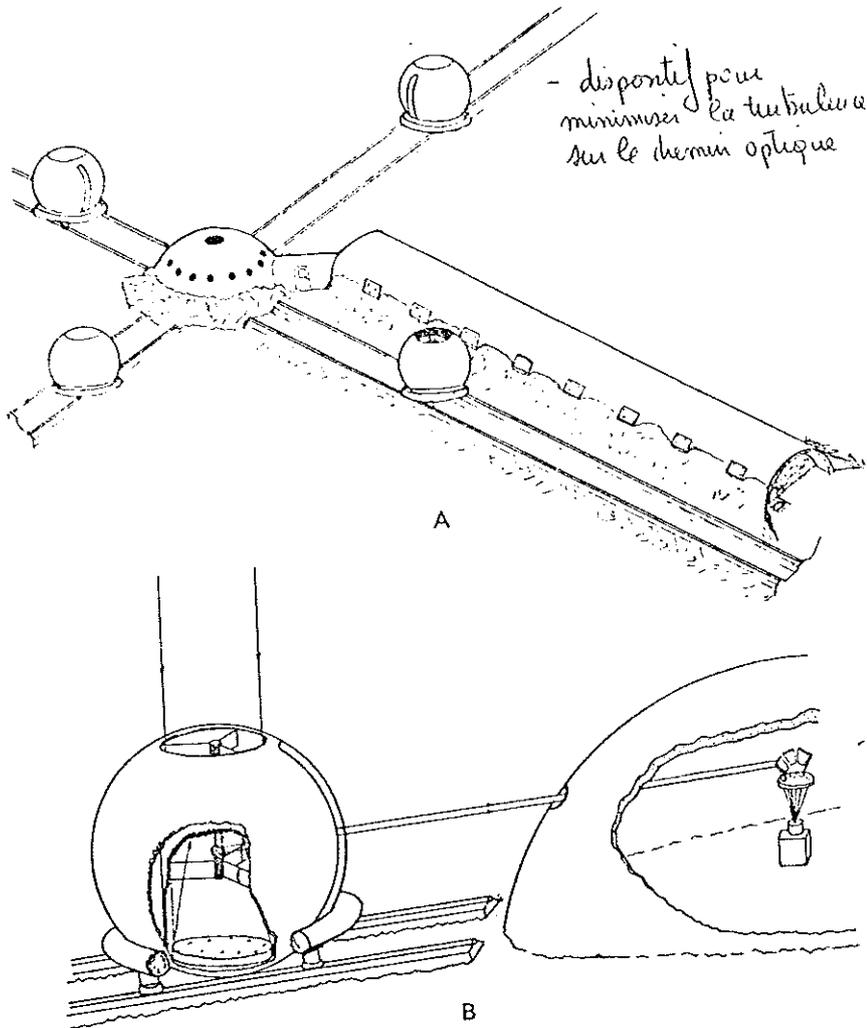
Avec cette technique, plusieurs douzaines d'étoiles de taille supérieure à $2 \cdot 10^{-2}$ " d'arc ont pu être étudiées (surtout étoiles proches, ou supergéantes rouges...). Pour aller plus loin, il faut utiliser deux télescopes dont la distance pourra être bien supérieure à 5 m. Ces travaux ont été effectués par Antoine Labeyrie au CERGA, près de Grasse. Il utilise deux télescopes de 25 cm, qui peuvent se déplacer sur des rails de précision. Les deux faisceaux sont combinés dans une cabine centrale.

La difficulté est de préserver l'égalité des chemins optiques pour qu'il y ait cohérence des deux faisceaux. Au fur et à mesure du déplacement de l'étoile dans le ciel, la cabine centrale se déplace sur des rails et sa position est contrôlée par des lasers, au micron près. Pour augmenter la cohérence temporelle des faisceaux (la durée de cohérence est $\tau \sim 1/\Delta\nu$), on utilise des filtres étroits, pour travailler en lumière "monochromatique". Des lignes de base jusqu'à 40 m ont été utilisées avec succès : résolution correspondant à $2 \cdot 10^{-3}''$. Un exemple des franges obtenues avec l'étoile Véga de diamètre angulaire $\alpha = 4 \cdot 10^{-3}''$ est montré ci-dessous :



On obtient des franges à l'intérieur de chaque grain de tavelures (là où la lumière est cohérente). On fait varier la distance D entre les deux télescopes et les franges disparaissent dès qu'on résoud trop la source (si $\alpha > \lambda/D$).

A. Labeyrie est en train d'élaborer un projet d'interférométrie à plus longue base, de 1,52 m chacun (Projet Argus). Le premier télescope du genre est déjà construit, la monture est une sphère de béton qui tourne et entraîne le télescope, comme une rotule. Il y aura plusieurs télescopes mobiles sur des rails et tous les faisceaux seront combinés au foyer central.



Evidemment, la solution ultime est d'emporter ces télescopes dans l'espace (ou sur la Lune...) pour s'affranchir complètement des effets de l'atmosphère. Notons que le télescope spatial ("Space Telescope") qui devrait être lancé en 1986 par la Navette Spatiale Américaine, aura 2,4 m d'ouverture et pourra observer aussi bien dans le visible que dans l'ultraviolet.

-Projet Argus à plusieurs télescopes.

. L'interférométrie d'intensité d'Handbury Brown :

Dans ce type d'interférométrie, on ne s'occupe pas de la phase des deux signaux provenant des deux télescopes. Aux foyers respectifs des deux télescopes on détecte un courant (i_1 et i_2) proportionnel au carré de l'amplitude de l'onde ($\propto E^2$). On effectue ensuite le produit des deux courants i_1 et i_2 obtenus dans un corrélateur et on mesure la moyenne temporelle. La corrélation entre les deux signaux s'annule si la source est trop étendue, ou bien, si l'on déplace les télescopes sur des rails et si l'on fait varier leur distance à partir de $D \sim 0$, il existe une distance D au-delà de laquelle la corrélation s'annule. La taille de la source est alors de l'ordre de λ/D .

Ce type d'interféromètre a été construit à Narrabri en Australie.

Il était composé de deux télescopes de 6,5 m de diamètre, formés d'une mosaïque de 270 éléments chacun (puisque / on ne s'occupe pas de la phase des signaux, une surface parfaite n'est pas nécessaire). Les deux télescopes étaient mobiles sur un rail circulaire de $D = 188$ m de diamètre. Donc la résolution maximale était de $\lambda/D \sim 5 \cdot 10^{-4}$ ". A cause du problème de cohérence temporelle, la bande utilisée $\Delta\nu$ était très petite et la sensibilité médiocre. Aussi après avoir mesuré le diamètre d'une quarantaine d'étoiles (après des heures d'intégration pour chacune), l'interféromètre a-t-il été démantelé en 1972.

. Enfin, d'autres méthodes sont aussi utilisées pour s'affranchir de la turbulence atmosphérique, notamment des miroirs à surface déformable qui compensent les perturbations (surface d'huile avec polarisation).

II.- RADIOASTRONOMIE :

C'est la deuxième fenêtre où l'atmosphère est transparente, et le domaine est bien plus large qu'en optique, entre 1 mm et ~ 20 m de longueur d'onde (au-delà de laquelle l'ionosphère réfléchit les ondes). Toutes les observations peuvent être faites au niveau de la mer, sauf dans le domaine millimétrique, où l'absorption par l'oxygène et surtout la vapeur d'eau font rechercher les sites de haute montagne.

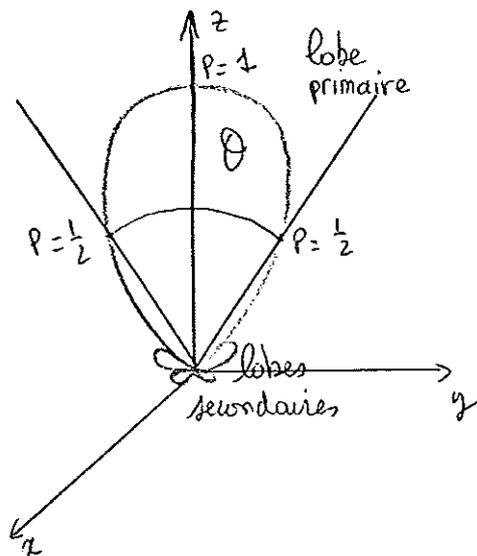
Le premier radiotélescope a été construit par Grote Reber en 1936, et la radioastronomie a vraiment démarré après la deuxième guerre mondiale (grand développement de l'électronique et des radars pendant la guerre).

Des longueurs d'onde de plus en plus courtes ont été explorées au fur et à mesure, et le domaine millimétrique est très récent (~ 1970).

(1) Radiotélescopes :

Toutes les formes ont été utilisées (antennes-dipôles, cornets, hélices, surfaces grillagées) en fonction de la longueur d'onde, mais le plus fréquemment on utilise comme en optique un miroir de forme parabolicoïdale, avec au foyer une antenne-dipôle ou un cornet. La surface du miroir ne doit être précise qu'à un dixième de longueur d'onde environ, ce qui permet d'utiliser des grillages de maille large (une maille de 1 cm suffit largement pour observer à la fréquence de 1420 MHz, correspondant à la raie de l'atome d'hydrogène HI ($\lambda = 21$ cm)).

Le gros problème de l'observation radio est le manque de résolution : en effet, la tache de diffraction d'un télescope de diamètre D, λ/D est considérablement plus importante qu'en optique. On représente



fréquemment le diagramme de diffraction d'une antenne en coordonnées sphériques, en représentant dans chaque direction (θ, φ) l'intensité diffractée pour une source ponctuelle.

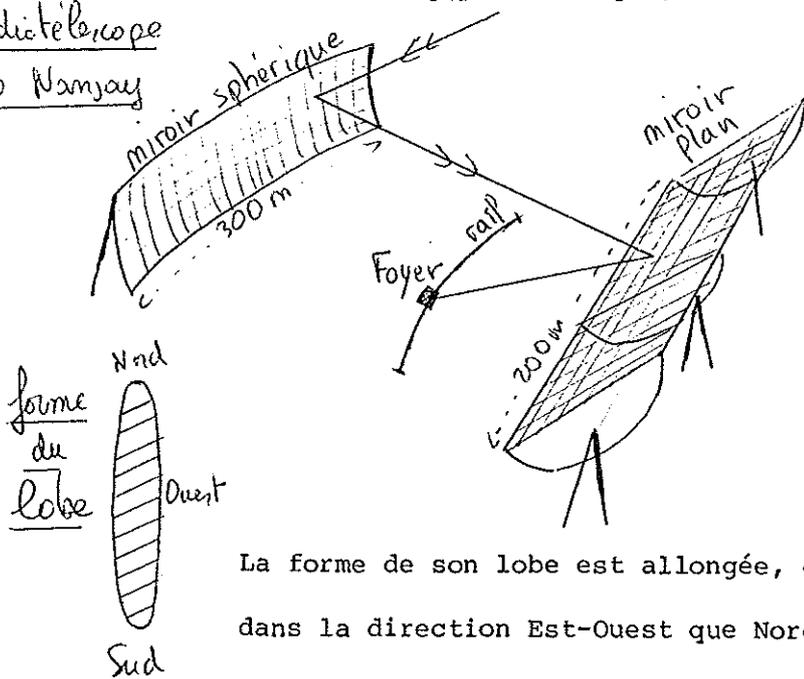
On a en général, une figure à symétrie de révolution autour de OZ, et l'on définit le "lobe" de

l'instrument par l'angle θ représentant le lobe primaire à mi-puissance (cf. schéma, c'est la résolution spatiale du télescope). Parmi les plus grands radiotélescopes, citons celui de Bonn, 100 m de diamètre, qui peut observer jusqu'à 1 cm de longueur d'onde, sa résolution est alors de 25" ; celui d'Arecibo (Porto-Rico) qui est constitué de 40000 panneaux formant une surface parabolicoïdale dans une cuvette naturelle de 305 m de diamètre : à sa longueur d'onde minimale 3 cm, sa résolution est aussi de 25" (mais

le miroir primaire est immobile et la poursuite de sources est restreinte)

Celui de Nançay, en Sologne, constitué d'un grand miroir sphérique fixe,

Radiotélescope
de Nançay



long de 300 m, haut de 35 m, qui réfléchit les rayons vers un miroir plan (200 m × 40 m) mobile autour d'un axe horizontal, qui lui-même réfléchit les rayons vers un foyer F, mobile sur des rails et pouvant suivre la source pendant une heure.

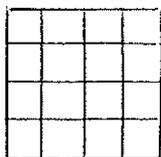
La forme de son lobe est allongée, car la résolution est bien meilleure dans la direction Est-Ouest que Nord-Sud. A sa longueur d'onde minimale de 6 cm, la résolution maximale est de 50". (il est surtout conçu pour observer à 21 cm, raie de HI, et à 18 cm, raies de OH).

Dans le domaine millimétrique, citons le télescope de 12 m de Kitt Peak (Arizona), résolution de 1' à la longueur d'onde de 2,6 mm (raie $J = 1 \rightarrow 0$ de la molécule CO), celui de 20 m d'Onsala en Suède (résolution 35" à 2,6 mm) et le télescope de 30 m de l'IRAM (Institut de Radioastronomie Millimétrique, Franco-Allemand), construit en Espagne (près de Grenade) dans un site très sec de haute montagne, pour pouvoir observer à 1.3 mm (raie CO $J = 2 \rightarrow 1$) : résolution correspondante 11" (mise en service en 1984) ; enfin, le télescope de 45 m de Nobeyama (Japon) dont la résolution maximale est de 18" (à 3 mm).

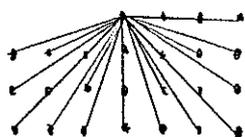
Pour bénéficier d'un plus grand pouvoir de résolution, de nombreux interféromètres ont été construits. La longueur d'onde étant bien plus grande qu'en optique, les problèmes de cohérence ne sont pas importants (du moins dans la majeure partie du domaine radio, certains problèmes resurgissent pour les interféromètres dans le domaine millimétrique). Toutes sortes d'interféromètres existent, du système à deux

télescopes, qui n'échantillonne qu'une fréquence spatiale à la fois (c'est-à-dire une seule ligne de base ou espacement des télescopes D , correspondant à une résolution spatiale de λ/D), jusqu'aux réseaux d'antennes multiples qui synthétisent plus rapidement l'image que donnerait un télescope géant de diamètre D . En effet, prenons l'exemple d'un télescope géant a) (carré pour simplifier), que l'on décompose en $4 \times 4 = 16$ télescopes fictifs :

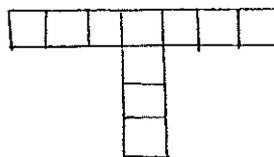
Principe de la synthèse d'ouverture =



a) ouverture complète



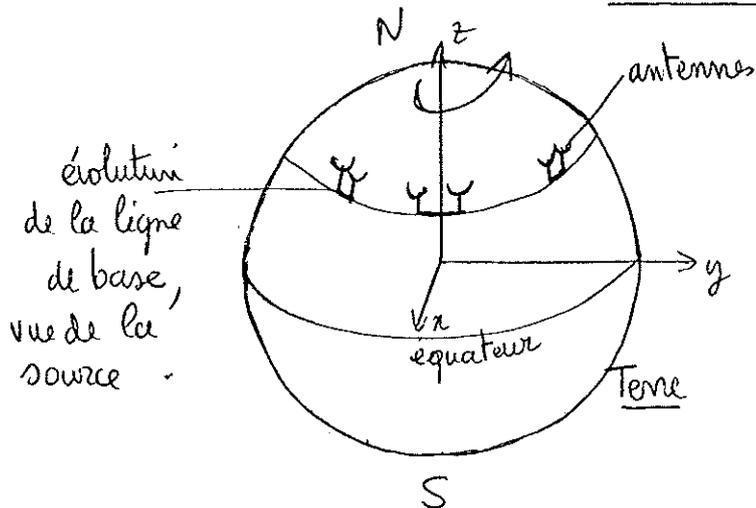
b) Toutes les séparations présentes dans a)



c) Réseau équivalent à redondance minimale

Pour reconstituer toutes les lignes de base présentes dans l'ouverture complète (et qui y sont fortement redondantes) il suffit, mais il est nécessaire, d'effectuer une observation avec le réseau c) qui contient toutes les séparations mais avec un peu moins de redondance, ou bien de déplacer deux télescopes sur deux rails, afin d'observer successivement avec toutes les séparations requises.

Un autre moyen de faire varier les séparations entre antennes est de se servir de la rotation de la Terre. En effet, la séparation



qui compte (cf. plus loin) n'est que la projection de la ligne de base sur le plan perpendiculaire à la ligne de visée (pointée vers la source).

Pendant 12 heures, toutes les orientations possibles de la ligne de base sont aperçues par la source, avec différentes séparations des deux antennes.

En ondes centimétriques, les interféromètres les plus importants sont celui de WesterborK en Hollande, constitué de 14 antennes paraboloidales de 25 m chacune (la plus grande séparation atteint 3,2 km) et celui du V.L.A. (Very Large Array) à Socorro au Nouveau Mexique, dont la construction s'est achevée en 1981, constitué de 27 antennes de 26 m chacune, disposées sur des rails en forme de Y dont les branches font $21 \times 21 \times 19$ km (longueur d'onde jusqu'à 1 cm). La résolution maximale de ce dernier est donc $\lambda/D = 5 \cdot 10^{-2}''$.

Interféromètres millimétriques: IRAM (plateau de Bures) 3 antennes de 15 m, Owens Valley (Californie) 3×10 m, Nobeyama (Japon) 4×10 m.

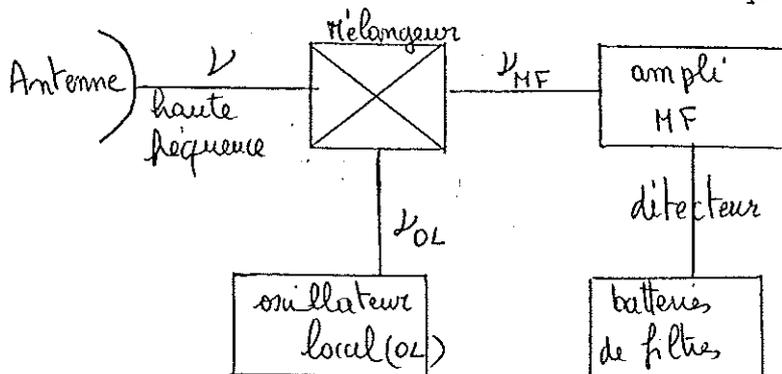
Pour aller plus loin en résolution, on effectue des observations synchronisées à partir d'antennes radio réparties sur tout le globe terrestre (la ligne de base est alors de l'ordre de 10 000 km). La synchronisation est effectuée grâce à des horloges atomiques extrêmement stables (à $2 \cdot 10^{-13}$) pendant plusieurs jours. Les signaux sont enregistrés simultanément sur bandes magnétiques, puis comparés sur ordinateur ultérieurement. C'est la technique du VLBI (Very Long Base Interferometry). Résolution obtenue $\sim 2 \cdot 10^{-4}''$ (dépend de la longueur d'onde utilisée).

Signalons aussi les expériences d'occultation par la Lune : le bord lunaire donne d'une source ponctuelle à l'infini un diagramme de diffraction bien connu (zones de Fresnel). Pour une source dont la taille angulaire est de l'ordre de la taille de la première zone de Fresnel ($\theta_0 = \sqrt{\lambda/2Z}$, Z étant la distance Terre-Lune), on obtiendra, à son passage

derrière la Lune, la convolution de sa fonction de luminosité avec le diagramme de diffraction de Fresnel, et par une fonction de restauration on pourra en déduire des renseignements sur la structure de la source (quasars, radiosources, ...). A la longueur d'onde de 1 m, $\theta_0 \sim 8''$. Dans le même ordre d'idée, on utilise les scintillations interplanétaires (analogues au phénomène de scintillation atmosphérique pour les étoiles). Les sources radio quasi-ponctuelles voient leur rayonnement scintiller lorsqu'il traverse des régions à densité électronique fluctuante du vent solaire. Toutes ces cellules diffractantes produisent un phénomène d'interférence aléatoire (analogue à l'interférométrie des tavelures). Si l'on connaît les propriétés statistiques des fluctuations, on peut alors remonter à quelques propriétés de la source (résolution $\sim 7 \cdot 10^{-3}''$, une source bien plus étendue ne scintille pas).

(2) Récepteurs :

La détection est toujours cohérente (à l'opposé des bolomètres qui ne détectent que l'intensité ou amplitude au carré du signal) et se fait en bande très étroite ($\Delta\nu/\nu \sim 10^{-6}$ est fréquent comme résolution spectrale). Elle est basée sur l'hétérodynage entre la fréquence du ciel ν et celle d'un oscillateur local qui sert de référence. La fréquence de



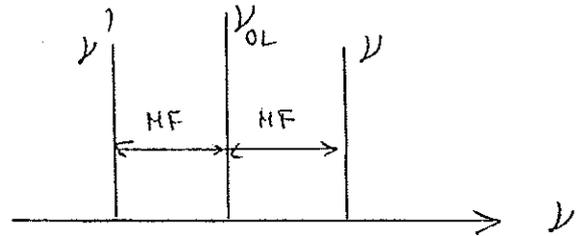
$$\begin{cases} \nu_{MF} = |\nu - \nu_{OL}| \\ MF = \text{moyenne fréquence} \end{cases} \quad \text{spectre}$$

cet oscillateur est stabilisée par un phénomène de feedback (boucle de fréquence). Dans le mélangeur, un élément électronique à caractéristique non linéaire (diode par exemple) fait le produit des signaux à fréquence ν et ν_{OL} . Cela donne des signaux à fréquence

Schéma-type d'un récepteur radio-hétérodyne

$(\nu + \nu_{01})$ que l'on élimine, et à moyenne fréquence $\nu - \nu_{01}$, que l'on va ensuite amplifier. Pour éviter tout bruit de fond avant amplification, on refroidit le mélangeur (à l'hélium liquide par exemple). En fait, dans cette moyenne fréquence, on a aussi bien $(\nu - \nu_{01})$ que

$(\nu_{01} - \nu')$ et l'on détecte en fait deux fréquences ν et ν' symétriques par rapport à



ν_{01} : on dit qu'on observe en double bande. Si, par un moyen

quelconque, on filtre l'une des fréquences ν ou ν' , qui n'a aucun intérêt astrophysique (et qui génère du bruit) on travaille en "simple bande".

Pour éviter les problèmes de dérive générale du gain du récepteur, on observe toujours les signaux par comparaison avec : soit le fond du ciel à côté de la source, soit (pour une raie) avec les fréquences voisines (par un glissement adéquat de la fréquence de l'oscillateur local). Dans tous les cas, cette comparaison a lieu toutes les 30 secondes typiquement.

On calibre le système avec des sources "corps noir" à température donnée placées devant le récepteur (dont le fond du ciel).

Définition de la température d'antenne T_A : (rien à voir avec la température physique de l'antenne). La puissance W reçue par une antenne pointée vers une source, peut s'exprimer par :

$$W = k T_A \Delta_\nu$$

où Δ_ν est la bande de fréquences du récepteur.

Si l'antenne était entourée d'un corps noir à la température T_A , elle absorberait la même puissance W . De même, si l'on connecte aux bornes du récepteur une résistance à la température T_A (résistance adaptée à l'antenne), cette résistance fournirait aussi la puissance W à l'antenne,

(puissance engendrée par les électrons en agitation thermique dans la résistance - Formule de Nyquist).

On définit aussi la température de brillance de la source T_b par la formule de Rayleigh-Jeans (valable en radio)

$$I_\nu = \frac{2kT_b \nu^2}{c^2} = \text{intensité de la source.}$$

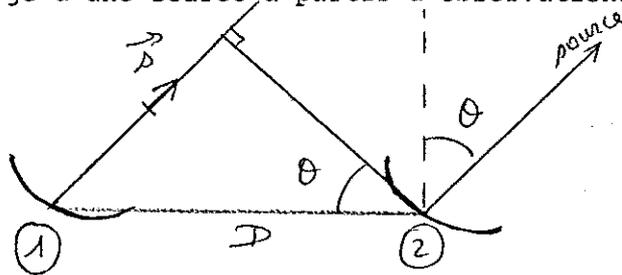
Si cette source remplit tout le lobe de l'antenne, on peut écrire

$$T_b = T_A$$

(si la source est ponctuelle, elle est diluée dans le lobe de diffraction et $T_A \ll T_b$).

(3) Synthèse d'ouverture - Fonction de visibilité

Nous allons établir plus précisément comment reconstruire l'image d'une source à partir d'observations interférométriques.



Considérons deux antennes, séparées d'une distance D .

On appellera ligne de base B cette séparation, exprimée en longueur d'onde λ : $B = D/\lambda$.

La différence de marche entre les deux chemins optiques passant par (1) et (2) est $D \sin \theta$, et θ varie avec la rotation de la Terre. Le premier télescope enregistre le signal $E \cos \omega t$, le deuxième $E \cos[\omega t - 2\pi B \sin \theta]$. En faisant le produit des deux signaux, et en éliminant par un filtre passe bas les hautes fréquences, on obtient un signal

$$R(t) \propto S \cos[2\pi B \sin \theta(t)]$$

(S est la densité de flux de la source $\propto E^2$).

Si l'on appelle \vec{s} le vecteur unitaire dans la direction de la source :

$$R(t) \propto S \cos(2\pi \vec{B} \cdot \vec{s}).$$

Pour une source étendue, dans le plan perpendiculaire à \vec{s} , on va sommer tous les signaux provenant de chaque point de la source de coordonnées $\vec{\sigma}(x,y)$ dans ce plan.

Si $I(\vec{\sigma})$ est l'intensité en chaque point :

$$R(t) = \int d\vec{\sigma} I(\vec{\sigma}) \cos[2\pi\vec{B}(\vec{s} + \vec{\sigma})]$$

Appelons \vec{b} la projection de \vec{B} dans le plan perpendiculaire à \vec{s} (\vec{b} a pour coordonnées u et v)

$$\vec{B}(\vec{s} + \vec{\sigma}) = \vec{B} \cdot \vec{s} + \vec{b} \cdot \vec{\sigma}$$

et

$$R(t) = \cos 2\pi\vec{B} \cdot \vec{s} \int d\vec{\sigma} I(\vec{\sigma}) \cos(2\pi\vec{b} \cdot \vec{\sigma}) - \sin 2\pi\vec{B} \cdot \vec{s} \int d\vec{\sigma} I(\vec{\sigma}) \sin(2\pi\vec{b} \cdot \vec{\sigma})$$

ou

$$R(t) = \text{partie réelle de } e^{2i\pi\vec{B} \cdot \vec{s}} \int d\vec{\sigma} I(\vec{\sigma}) e^{2i\pi\vec{b} \cdot \vec{\sigma}}$$

soit :

$$R(t) = V(\vec{b}) e^{2i\pi\vec{B} \cdot \vec{s}}$$

La fonction de visibilité de la source $V(\vec{b})$ est définie comme :

$$V(\vec{b}) = \int d\vec{\sigma} I(\vec{\sigma}) e^{2i\pi\vec{b} \cdot \vec{\sigma}}$$

ou

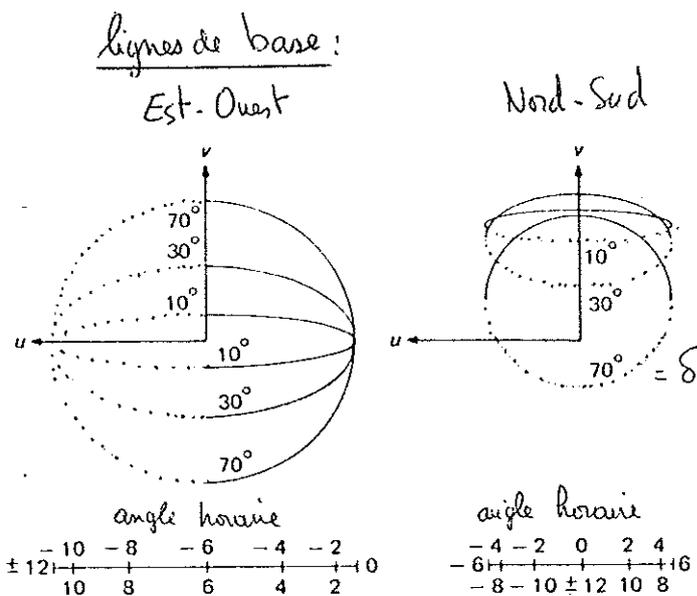
$$V(u,v) = \int dx dy I(x,y) e^{2i\pi(ux+vy)}$$

C'est la transformée de Fourier de l'image $I(x,y)$ recherchée.

- Pour retrouver l'image de la source, il faut donc connaître la fonction de visibilité à toutes les lignes de base \vec{b} possibles, en déplaçant les antennes et en se servant de la rotation de la Terre. On calcule ensuite :

$$I(x,y) \propto \int du dv V(u,v) e^{-2i\pi(ux+vy)}$$

- Sur ces formules, seule compte la projection de \vec{B} sur le plan perpendiculaire à la ligne de visée. Selon la déclinaison δ de la source, cette projection $\vec{b}(u,v)$ décrit des ellipses dans le plan des fréquences



spatiales (u,v) lors de la rotation de la Terre.

On peut montrer (cf TD) que le grand axe de ces ellipses est toujours dans la direction u(E-W) et que le rapport des axes est toujours $\sin\delta$ (quelle que soit l'orientation locale de la ligne de base).

La résolution d'un interféromètre est donc toujours moins bonne dans la direction Nord-Sud. C'est pourquoi le V.L.A, par exemple, a des rails en forme de Y permettant une séparation des antennes dans la direction N-S supérieure à E-W, selon la déclinaison des sources observées, pour compenser et obtenir des cartes de résolution égale dans les deux dimensions.

III.- L'OBSERVATION γ : ($h\nu \geq 0,2 \text{ Mev}$)

Ce sont les rayonnements les plus énergétiques du spectre, la frontière avec les rayons X est assez arbitraire (parfois on choisit les γ provenant de l'annihilation $e^+ + e^-$ pour frontière $h\nu = 0,5 \text{ Mev}$). Les rayons γ n'interagissent que très peu avec la matière. Rappelons qu'un rayonnement de longueur d'onde 10^{-2} \AA , d'énergie $\sim 1 \text{ Mev}$ correspond à une température 10^{10} K ($h\nu = KT$). Ceci explique que le rayonnement γ n'est en général pas de nature thermique. L'observation se fait surtout en ballon ou satellite, les fusées ne restent pas assez longtemps dans l'espace pour détecter assez de rayonnement (il faut intégrer des heures pour détecter quelques photons). Les milieux interstellaire et intergalactique sont transparents aux rayons γ .

(1) Détecteurs γ :

Les rayons γ sont détectés par divers effets secondaires sur la matière du détecteur dont :

- à basse énergie (< 1 Mev) l'ionisation ;
- entre 0.5 et 5 Mev, la diffusion Compton ;
- à haute énergie (> 5 Mev) la production de paires e^+e^- .

Tous ces processus reviennent à la détection des électrons et positrons par des méthodes classiques : scintillateurs et chambres à étincelles.

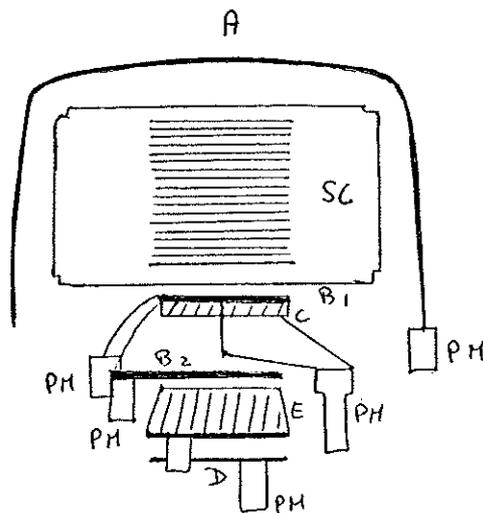
Pour éviter les confusions possibles avec les particules chargées des rayons cosmiques, on utilise des dispositifs anticoincidence.

Les scintillateurs sont surtout utilisés à basse et moyenne énergie : les électrons produits, par ionisation ou Compton, produisent de la lumière détectée par des PM (photomultiplicateurs). La résolution spatiale du "télescope" est obtenue par collimation. La résolution en énergie est de 10 à 20%.

Les chambres à étincelles, à haute énergie, permettent de matérialiser la trajectoire des électrons ou positrons secondaires.

(cf schéma de la chambre à étincelles du satellite γ Européen COSB(1975-

1980).). La chambre SC contient un réseau de fils conducteurs, connectés à un certain nombre de plaques de tungstène. Un γ incident crée une paire dans l'une de ces plaques ; e^- et e^+ créés ionisent sur leur passage le gaz qui remplit la chambre. Cette ionisation le rend conducteur et



SC chambre à étincelles

A et D dispositifs anticoincidence
 C détecteur Cerenkov de particules chargées
 B₂ + C définissent le champ
 B₁ + E mesurent l'énergie totale du γ

une étincelle se produit entre divers réseaux de fils. On repère ainsi la trajectoire des e^- et e^+ , et on remonte à celle du γ .

La résolution angulaire de COSB était 2° à 1 Gev et 8° à 30 Mev. La résolution en énergie de l'ordre de 50% -(autre satellite γ important; l'américain SAS2)-.

(2) Sources γ :

a) on détecte un fond continu uniforme, dû à la superposition d'un grand nombre de sources extragalactiques. Ce ne peut pas être une émission diffuse intergalactique, car le spectre de cette émission témoigne de l'absorption d'une très grande quantité de matière sur la ligne de visée. Notons que l'on a identifié certains quasars (notamment 3C273) comme source γ .

b) Une émission coïncidant avec le plan de notre Galaxie et provenant de l'interaction entre les rayons cosmiques (répartis uniformément dans la galaxie) et la matière interstellaire : nuages d'hydrogène atomique HI ou moléculaire H_2 . En effet, la collision entre les protons énergétiques des rayons cosmiques et les nucléons de la matière interstellaire donne, entre autres particules secondaires, des π^0 qui se désintègrent en $\pi^0 \rightarrow 2\gamma$. La détection de ces γ permet donc de remonter (si l'on connaît la distribution des rayons cosmiques), à la répartition de matière dans la galaxie. Cette observation est très importante, car la seule façon d'obtenir une telle information est, dans le domaine radio, les cartographies de HI à 21 cm et CO à 2,6 mm de longueur d'onde. Rappelons que la molécule H_2 (symétrique) n'émet pas en radio, et que l'on calibre le rapport CO/ H_2 au voisinage du soleil, par observation de H_2 en ultraviolet. La détermination de la quantité de H_2 dans la galaxie est donc une extrapolation, que les observations γ permettent de confirmer.

Notons aussi l'émission par mécanisme Compton inverse des électrons du rayonnement cosmique sur les photons radio du corps noir à 3 K.

c) Des sources discrètes galactiques : pulsars (dans le pulsar du Crabe des γ jusqu'à 10^{13} ev ont été détectés). Existence possible d'un pulsar binaire γ (de très courte période) dans la constellation des Gémeaux "Gemina".

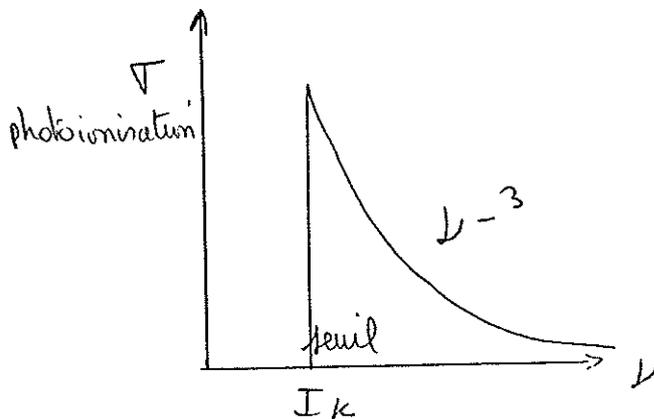
d) Raies d'émission : en provenance du centre galactique à 0.5 et 4.5 Mev. $e^- + e^+ \rightarrow 2\gamma$ de 0.511 Mev chacun.

La raie à 4.5 Mev pourrait provenir de la désexcitation de ${}^7\text{Li}$ et ${}^7\text{Be}$ créés par spallation des noyaux interstellaires lourds par les rayons cosmiques.

IV.- L'OBSERVATION X : ($0.1 \text{ Kev} \leq h\nu \leq 0.2 \text{ Mev}$)

La limite inférieure du domaine est fixée par l'absorption X interstellaire, qui est très forte en dessous de 0.1 Kev. L'émission thermique est ici possible (températures de 10^6 à 10^7 K).

L'absorption interstellaire des rayons X mous est due aux électrons K des éléments les plus abondants. Le seuil de photoionisation



de H est 13.6 ev (912 \AA), de He : 24.6 ev, de O : 0.74 Kev et Ne : 1.2 Kev.

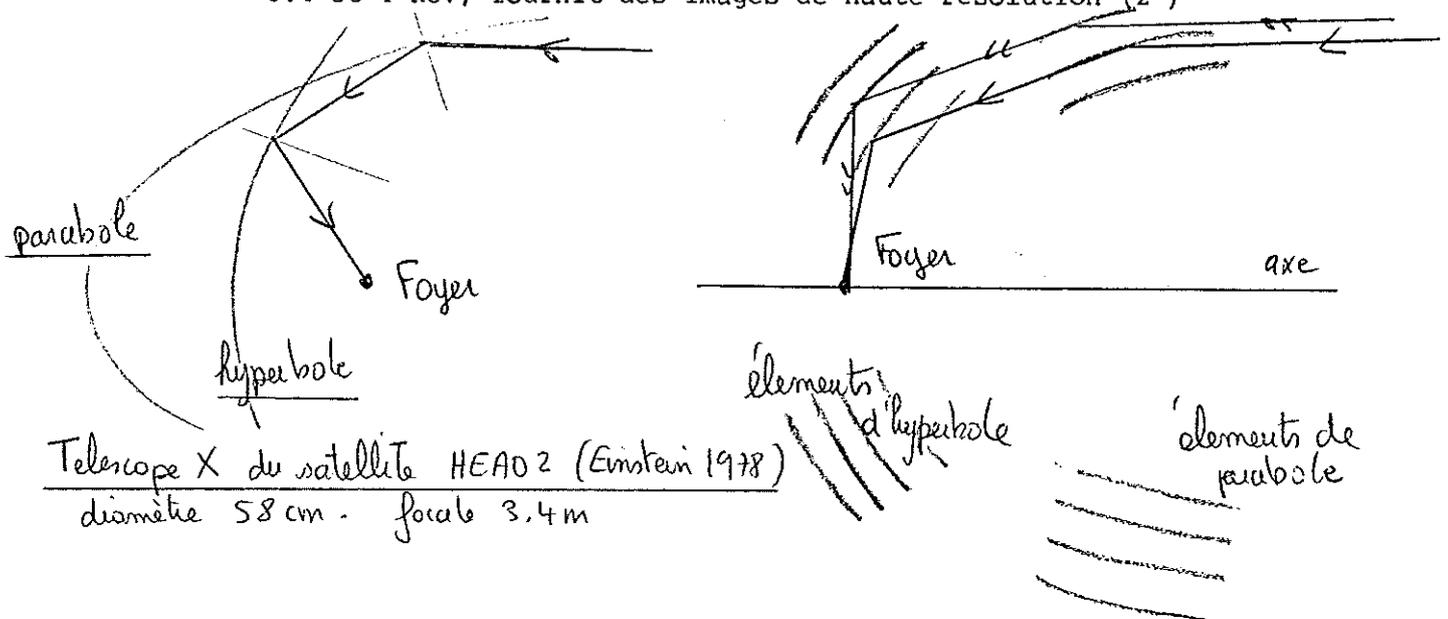
L'absorption ^{intet} galactique, elle, est négligeable.

(1) Détecteurs X :

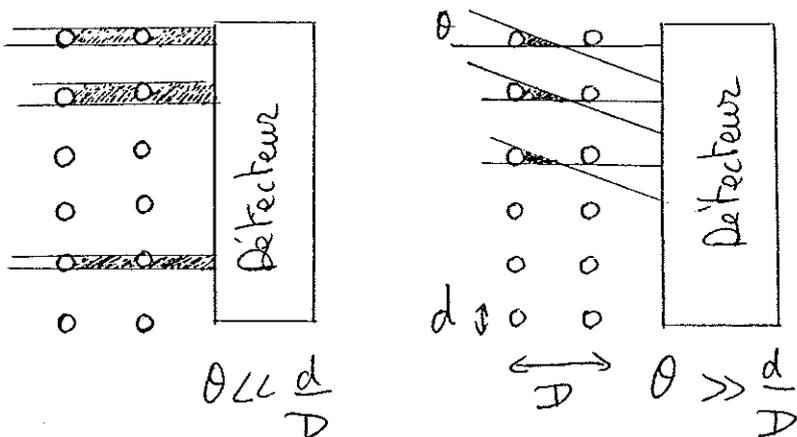
On détecte aussi les rayons X par leurs effets secondaires (photoionisation) sur la matière.

- . haute énergie : compteur à scintillation, puis PM ;
- . moyenne énergie : compteur à gaz proportionnels ($i \propto E_x$) ;
- . basse énergie : effet photoélectrique sur des surfaces solides (KCl).

- Résolution spatiale : il devient possible à basse énergie de focaliser les rayons pour fabriquer un vrai "télescope X", en utilisant l'incidence rasante. Ainsi le télescope Einstein, qui fonctionne entre 0.4 et 4 Kev, fournit des images de haute résolution (2")



A haute énergie, on utilise des collimateurs à grille de modulation : (résolution bien plus mauvaise $\sim 10'$).



Si la source est ponctuelle (les rayons parallèles) la rotation du satellite sur lui-même module le signal reçu par le détecteur. Si la source est étendue ($\theta \gg d/D$) la modulation disparaît.

- Résolution spectrale : A basse énergie, pour l'étude des raies spectrales on peut utiliser de véritables spectrographes par diffraction sur des monocristaux (spectrographes Bragg). Sinon la résolution ne dépasse pas 10%.

Satellites X : UHURU (1970, ou SAS1 américain) - Ariel 5 (anglais) - ANS (Hollandais) - EXOSAT (Européen 1983).

(2) Sources X :

a) Un fond diffus X, prolongeant le domaine γ , dû aux sources extragalactiques lointaines (à basse énergie ce fond est absorbé par la matière interstellaire de notre galaxie).

b) Sources X extragalactiques puissantes : ce sont les mêmes sources qui émettent un fort rayonnement radio synchrotron (Radiogalaxies - Quasars (3C273) - Galaxies de Seyfert). Il s'agit probablement du mécanisme Compton inverse des électrons relativistes, qui émettent le rayonnement synchrotron, sur ces photons radio eux-mêmes.

Dans les amas de galaxies, on détecte très fréquemment l'émission X thermique du gaz intergalactique très chaud (à $T = 10^6$ K). On observe d'ailleurs des raies X (Fe 24 fois ionisé, raie à 6,7 Kev).

c) Sources X galactiques : - couronnes stellaires (émission thermique) ;

- pulsars (synchrotron, Compton inverse, rayonnement de freinage non thermique) ;

- étoiles variables : binaires serrées dont l'un des membres est très compact (étoile à neutrons, trou noir). La matière du compagnon tombant sur le trou noir est fortement comprimée et chauffée à 10^6 K ;

- protoétoiles T Tauri : éruptions du plasma chaud (10 fois + énergétique qu'une éruption solaire). Dans le nuage moléculaire ρ Oph, situé à 150 pc du Soleil, HEAO2 a détecté 70 sources X, en majeure partie variables (leur luminosité peut varier d'un facteur 25 en une journée). Ces sources qui s'allument et s'éteignent, correspondant à des étoiles en formation, ont fait baptiser le phénomène "le sapin de Noël" ;

- émission thermique d'un milieu appelé "coronal" (par comparaison avec la couronne solaire) dans l'espace interstellaire. Ce milieu chaud est d'abord observé sous forme de bulles autour des restes de supernovae. Peu à peu, par expansion, il pourrait remplir 80% du volume interstellaire (on observe une telle "bulle" autour du Soleil).

V.- L'OBSERVATION UV : (100 Å → 3100 Å)

On ne peut rien observer entre 100 Å (0.1 Kev) et 912 Å (seuil de photoionisation de l'hydrogène) car le milieu interstellaire (H essentiellement) est trop absorbant. L'atmosphère, elle, absorbe jusqu'à 3100 Å, longueur d'onde à laquelle on peut observer dans de bons sites de montagne. De toutes façons, entre 912 Å et 3100 Å, l'observation est tout de même limitée au voisinage du Soleil pour l'exploration galactique car l'extinction interstellaire est 3 fois plus importante que dans le bleu.

(1) Détecteurs UV :

- Photomultiplicateurs spéciaux ;
- instruments d'optique à réflexion (les lentilles absorberaient trop)
- techniques semblables à celles de l'optique (résolution comparable).

Principales expériences : satellite Copernicus (ou OAO3, 1972, lancé par l'Université de Princeton) : télescope de 80 cm, réseau concave de 2400 traits/mm. Résolution de 0.05 \AA à 0.4 \AA (entre 912 \AA et 3000 \AA).

IUE (International Ultraviolet Explorer ; UK, ESA, NASA) lancé en 1978 sur une orbite géosynchrone à 46000 km - télescope de 45 cm, spectrographie à 1150 et 3200 \AA .

(2) Sources UV :

Le domaine est très proche du domaine optique, et les sources sont semblables, le plus souvent des étoiles chaudes (O, B, ...) qui émettent la majeure partie de leur énergie dans l'ultraviolet. Le résultat le plus spectaculaire obtenu est l'existence d'éjections de matière par la plupart des étoiles chaudes, avec des taux atteignant 10^{-6} à $10^{-5} M_{\odot}/\text{an}$.

- La forte extinction de la matière interstellaire est due à des particules de poussière très petites ($a \sim 50 \text{ \AA}$, alors que dans le visible les poussières absorbantes ont $a \sim 1000 \text{ \AA} = 0.1 \mu$). Beaucoup de raies de résonance atomique ont été observées dans le gaz interstellaire.

H_2 est observé par ses raies à 1100 \AA . (+ CO, OH, ...).

VI.- L'OBSERVATION IR : (de $1\mu \rightarrow 1 \text{ mm}$)

Ce domaine est bien délimité de chaque côté par le changement des techniques de réception (radio - optique). C'est un domaine difficile, car tous les objets "froids" émettent en infrarouge : la Terre, l'atmosphère, le télescope et les récepteurs contribuent à un bruit de fond important. Dans une partie du domaine, l'atmosphère est opaque au

rayonnement. L'observation IR peut se faire au sol jusqu'à 20μ , puis on utilise l'avion, le ballon et enfin le satellite. Comme les récepteurs doivent être refroidis à l'hélium liquide, il fallut attendre de maîtriser les techniques de cryogénie dans l'espace pour pouvoir envoyer un satellite infrarouge : IRAS lancé en janvier 1983 (et qui a terminé sa mission en novembre 1983) fut le premier satellite infrarouge (Etats-Unis, Angleterre, Hollande).

(1) Détecteurs IR :

Ce sont en général des bolomètres, sensibles à l'intensité totale du rayonnement. A haute fréquence, on utilise des photoconducteurs (PbS) refroidis. A longueur d'onde supérieure à 8μ , on utilise surtout le bolomètre à Germanium dopé : la résistance du semi-conducteur varie considérablement avec la température (en exponentielle). Une face du cristal de Ge est noircie et s'échauffe s'il est exposé au rayonnement. Le cristal est placé au contact d'un récipient d'hélium liquide, à l'intérieur d'un "dewar" (plusieurs enceintes à vide). Il reçoit la lumière de la source à travers un filtre qui définit la bande passante de l'observation. Pour éviter les dérives et le bruit de fond, on "hache" le rayonnement à mesurer à l'aide d'un obturateur tournant, à une fréquence de l'ordre de 10 à 50 Hz - (on mesure alors un signal alternatif, qui se détache mieux sur le bruit de fond lentement variable) - De plus, pour éliminer le fond du ciel, et l'atmosphère, on alterne les observations sur et en dehors de la source.

Les observations au sol utilisent les télescopes optiques existants (Palomar, jusqu'à 20μ) mais certains télescopes ont été construits spécialement pour l'infrarouge : 3,8 m UKIRT (UK Infra Red-Telescope)

à Hawaï ((4200 m d'altitude), 3 m NASA (à Hawaï, 1979) ; notons que le 3,6 m ou CFH (Canada-France-Hawaï) est conçu essentiellement pour l'optique mais aussi pour l'infra-rouge.

- Expériences en avion : KAO (Kuiper Airborne Observatory) sur l'avion militaire C141 de la Nasa : télescope de 90 cm (depuis 1972). En France, un télescope de 32 cm, gyrostabilisé, a été embarqué sur Caravelle (1976).

- Satellites : IRAS (télescope de 60 cm) : 4 fréquences 12, 25, 60 et 100 μ . Expériences sur Space Lab. Projet ISO (Européen).

Les meilleurs spectrographes sont basés sur le principe de l'interférométrie (FTS : "Fourier Transform Spectrograph"). On utilise un interféromètre de Michelson pour séparer la lumière à étudier en deux faisceaux, que l'on recombine après une différence de marche de x . On obtient alors une série de franges d'interférences $\propto \cos 2\pi\nu x$ en lumière monochromatique ν . Pour une lumière non monochromatique, on obtient :

$$I(x) = I(0) + \int_0^{\infty} S(\nu) \cos 2\pi\nu x d\nu$$

c'est-à-dire la transformée de Fourier du spectre de rayonnement.

Il suffit d'échantillonner avec plusieurs différences de marche x , pour obtenir $S(\nu)$ par transformée inverse. La résolution obtenue est alors $\delta_{\nu \min} \propto \frac{1}{x_{\max}}$ (x_{\max} la plus grande différence de marche).

(2) Sources IR :

a) Toutes les galaxies émettent en infrarouge lointain : c'est l'émission thermique de la poussière chauffée par les étoiles proches, rayonnement de corps noir approximativement, donc $\propto aT^4$: ceci explique que l'on détecte beaucoup mieux la poussière très chaude près des régions HII, etc... Notamment, l'émission infrarouge est un très bon traceur des bras spiraux (qui favorisent la formation d'étoile).

On détecte aussi les radiogalaxies et les quasars.

b) Le plan de la Voie Lactée est, avec l'écliptique (lumière zodiacale) la source la plus importante détectée par IRAS. Alors que la lumière zodiacale domine à 12 et 25 μ , la Voie Lactée, en moyenne plus froide domine à 60 et 100 μ .

Il existe de nombreuses étoiles froides qui rayonnent en infrarouge proche, et aussi des proto-étoiles enfouies dans leur nuage moléculaire.

c) Les planètes et satellites rayonnent pratiquement toute leur énergie en infrarouge. C'est en infrarouge que l'on s'est aperçu que Jupiter rayonnait 2.5 fois plus d'énergie qu'il n'en reçoit du Soleil.

Parmi les observations IRAS, signalons la découverte d'un disque de poussières de tailles macroscopiques autour de l'étoile Véga. En effet, un grand excès d'émission ^{à 100 μ} permet de déduire l'existence d'un disque s'étendant jusqu'à 80 U.A. de l'étoile, formé de grains de poussières de tailles au moins égales à 0.5 mm (très différents des grains de poussière interstellaire).

