

## Un « télescope » de 100 kilomètres de diamètre ?

Le vingtième siècle finissant a connu un bond fulgurant en astronomie, moins pour l'écllosion de nouveaux génies – quelles que soient les époques, il y en a toujours eu –, que pour l'introduction et l'utilisation intensive de la technologie. Détecteurs plus performants, télescopes plus grands, observations du rayonnement électromagnétique dans de nombreux domaines de longueurs d'onde – des rayons gamma aux ondes radio –, nouvelles techniques de traitement des données,... sont aujourd'hui le pain quotidien des astronomes. Parmi cette foule envahissante, une petite nouvelle aux racines pourtant anciennes se glisse de plus en plus au premier rang : l'interférométrie. Mais comment fonctionne-t-elle ? Sur quels principes repose-t-elle ? Cet article essaie d'éclairer certaines bases de cette technique d'avenir.

### 1. La taille des étoiles

Une des premières questions auxquelles a répondu l'interférométrie concerne le diamètre des étoiles. On connaît depuis longtemps le diamètre du Soleil et celui de la Lune, mais pour les étoiles, c'est une autre paire de manches : elles sont si éloignées qu'elles paraissent ponctuelles. Ce n'est bien évidemment qu'un effet d'optique ! Néanmoins, la taille des étoiles resta longtemps une énigme insoluble. Le premier à y avoir vraiment réfléchi est Galilée, en 1632. Il imagine l'expérience suivante : soit un fil tendu verticalement. Si nous plaçons notre œil juste derrière, le fil occulte notre champ de vision et masque donc une partie des étoiles. Si nous l'éloignons de l'œil, le fil ne parvient plus à cacher ce qu'il y avait derrière lui, et les étoiles réapparaissent. Vous pouvez refaire l'expérience vous-mêmes en choisissant un élément du paysage et en plaçant votre index devant votre œil : il cache alors votre champ de vision (entier) et donc aussi l'élément choisi. Mais si vous l'éloignez, le paysage alentour apparaît peu à peu, ainsi que l'élément en question.

Pour déterminer le diamètre angulaire d'un objet, il suffit donc de se placer derrière le fil, puis de s'en éloigner progressivement jusqu'au moment précis où l'objet redevient visible pour la première fois. Connaissant l'épaisseur du fil et la distance qui nous en sépare à cet instant, on détermine facilement le diamètre angulaire. Pour les étoiles, Galilée parvint ainsi à un diamètre angulaire de 5 secondes d'arc (5"). Bien que cette valeur ne soit pas exacte – elle est plus représentative de la turbulence atmosphérique<sup>1</sup> que du diamètre angulaire réel des étoiles – c'est là une évolution certaine, puisqu'à l'époque, une valeur de 2 minutes d'arc (2', soit 24 fois plus) était communément admise<sup>2</sup>.

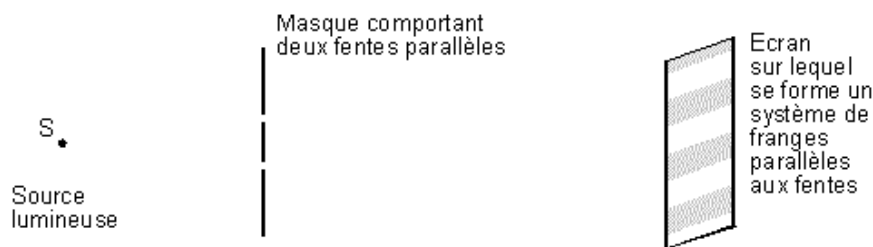
---

<sup>1</sup> La turbulence de l'atmosphère apparaît singulièrement lorsqu'on observe les étoiles. À l'œil nu, on observe le fameux « scintillement ». Mais dans des télescopes de diamètre aussi petit que 10 à 20 cm, on voit clairement l'image osciller autour d'une position moyenne : un détecteur enregistre donc une « grosse » tache due à la turbulence, qui ne représente en rien le véritable diamètre de l'étoile.

<sup>2</sup> Cette dernière valeur n'est pas sans fondement physique non plus, puisque l'image d'un objet ponctuel sur la pupille est une tache (dite *tache de diffraction* ou *tache d'Airy*) ; ce phénomène limite le pouvoir de résolution de

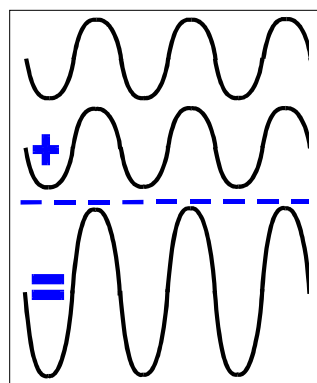
Le grand Newton, quant à lui, entame une démarche bien plus théorique : imaginons une étoile semblable au Soleil mais située à une distance de la Terre telle que sa magnitude apparente vaille 0 (comme Véga). Que vaudrait son diamètre angulaire ? En effectuant le calcul, on trouve 0,002'' (proche de la valeur actuelle, 0,003'', du diamètre de Véga, étoile qui n'est bien sûr pas complètement identique au Soleil). Cependant, comment mesurer un angle aussi petit ? On peut bien sûr penser à augmenter la taille des télescopes : plus le diamètre est grand, plus on peut séparer des détails fins, si on oublie ici l'effet néfaste de la turbulence atmosphérique. Mais pour obtenir une résolution de 0,001'', il faudrait utiliser un télescope d'un diamètre de 138 mètres ! Inimaginable tant à cette époque qu'à la nôtre. Alors, comment faire ?

La réponse est venue de la physique ondulatoire, grâce à la théorie des interférences. Rappelons l'expérience de Young : soit un écran éclairé percé de 2 fentes parallèles



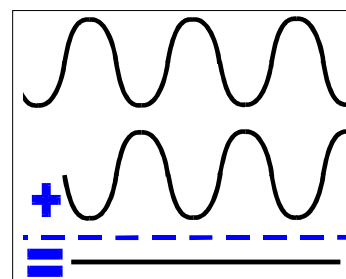
*L'expérience de Young.*

rapprochées, et un écran placé en aval. On observe sur l'écran une succession de zones brillantes et sombres parallèles aux fentes : ce sont les *franges d'interférences*. Cette expérience met en évidence la nature ondulatoire de la lumière ; elle a en son temps remis (provisoirement) au placard les théories corpusculaires. En effet, si l'on raisonne en termes



*Les deux ondes sont « en phase » : l'onde résultante est très intense.*

d'ondes, l'interprétation des résultats de l'expérience devient assez simple. Revenons en arrière : un phénomène ondulatoire ressemble un peu à une « vague », avec des creux et des bosses se répétant régulièrement. Deux creux – ou deux bosses – successifs sont séparés par une distance caractéristique, appelée longueur d'onde, et désignée par  $\lambda$ . Imaginons maintenant deux vagues que l'on additionne. Si les bosses associées à chaque vague



*Les deux ondes sont « en opposition de phase » : il n'y a plus d'onde résultante !*

se superposent exactement (les ondes sont dites *en phase*), l'amplitude de l'onde résultante est

---

l'œil, qui varie entre 28 et 138'' pour un diamètre pupillaire de 5 à 1 mm. Les estimations antiques reposaient donc sur de simples observations visuelles.

doublée ; si par contre les creux de l'une correspondent aux bosses de l'autre (ondes *en opposition de phase*), la somme est nulle. Pour des ondes lumineuses, ces superpositions donnent lieu respectivement à des zones brillantes et sombres. Pour les cas intermédiaires, on a droit, selon le *déphasage* (le décalage) entre les 2 ondes, à toutes les intensités intermédiaires. Dans l'expérience de Young, les zones brillantes correspondent aux points de l'écran où les faisceaux issus des deux trous arrivent en phase et les zones sombres, aux points où il y a opposition de phase.

Mais où est le rapport avec l'astronomie, me direz-vous ? Eh bien, le célèbre physicien A. Fizeau imagina d'appliquer la même expérience aux étoiles. Si la source lumineuse est une étoile ponctuelle, on observera la tache de diffraction d'Airy, superposée aux franges de Young. Si la source n'est plus ponctuelle, mais présente une certaine largeur, le contraste entre les franges brillantes et sombres diminue. On peut d'ailleurs expliquer ceci en considérant que la source est composée de plusieurs sources ponctuelles, et que chacune d'elles donne lieu à sa propre figure d'interférence. Si une frange brillante de l'une se superpose à une frange sombre de l'autre, la somme n'apparaît ni sombre ni brillante mais d'intensité intermédiaire : le contraste diminue. Plus le diamètre de la source est grand, plus les franges se « brouillent » rapidement. Et si, pour une source d'étendue donnée, on écarte les deux fentes, on observe également une perte de contraste. En fait, on montre que le contraste des franges s'altère rapidement si le diamètre angulaire de la source est supérieur à  $\lambda/2B$  (où  $\lambda$  est la longueur d'onde de la lumière observée et  $B$  la distance entre les fentes).

On en déduit une méthode permettant d'estimer le diamètre des étoiles : elle consiste à interposer un masque percé de deux fentes à l'ouverture d'un télescope, à viser une étoile, et à augmenter progressivement la distance  $B$  entre les fentes, jusqu'au moment où le contraste entre franges diminue rapidement. Cette expérience, tentée par Stéphan en 1873 à Marseille, donne un résultat décevant : aucune diminution de contraste n'est observée. Il faut dire que le télescope était petit (80 cm de diamètre) ; Stéphan déduisit de ce résultat négatif que le diamètre angulaire des étoiles était beaucoup plus faible que le pouvoir séparateur de son télescope. Il faudra attendre encore quelques années pour obtenir des résultats tangibles. En 1890, Albert Michelson parvient, avec une lunette de 30 cm, à résoudre les 4 satellites de Jupiter, et il retrouve par cette méthode les valeurs déterminées par les voies classiques. Pour la petite histoire, Michelson s'était d'abord intéressé aux interféromètres dans l'espoir de mettre en évidence l'existence de l'éther, ce milieu hypothétique dans lequel, pensait-on, baignait notre Système solaire. En fait, sa célèbre expérience démontra au contraire la non-existence de l'éther... et ouvrit les portes à la théorie de la Relativité !

En 1920, Michelson et F. G. Pease s'emparèrent du télescope de 2,5 m du Mont Wilson. Il y ajoutèrent une

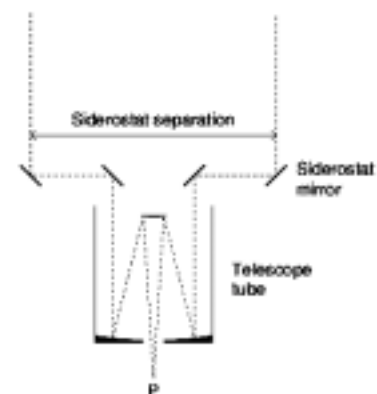
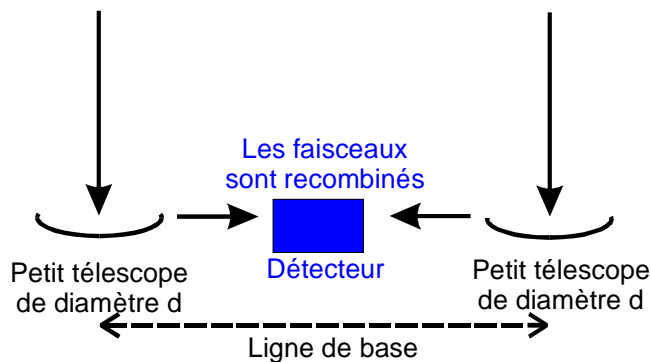


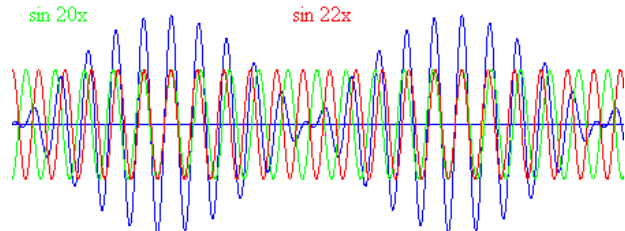
Schéma de principe de l'interféromètre de Michelson et Pease.

poutre de 7 m équipée de 4 miroirs de 15 cm. Pour pouvoir observer les franges d'interférence, la position des miroirs ne devait pas varier de plus de 2 micromètres ; l'appareil devait permettre de séparer des détails distants de 0,02". Michelson et Pease purent ainsi déterminer le diamètre angulaire de Bételgeuse, 0,047", ce qui, vu la distance à laquelle elle se trouve, lui donne une taille réelle de 400 rayons solaires ! Emballés par ces premiers résultats, ils se lancèrent dans la construction d'un interféromètre de 15 mètres. Mais les problèmes de précision sur le positionnement des miroirs (déformations, vibrations,...) les empêchèrent de mener à bien leur projet. Avec le même type de dispositif, J. A. Anderson réussira en 1920 à séparer des binaires serrées, dont Capella, et en « voir » les composantes individuelles.



D'autres techniques ont été développées, notamment par Hanbury Brown (1957). On utilise cette fois, non plus un miroir seul, mais bien deux télescopes séparés, on mesure les figures d'interférence dans chaque télescope, et on les compare. Une explication est ici nécessaire. La lumière qui nous parvient des étoiles n'est pas monochromatique : elle

contient des rayonnements de diverses longueurs d'onde. Supposons que l'on sélectionne à l'aide d'un filtre une bande étroite de fréquences  $\Delta\nu$  ; l'interférence entre les composantes de différentes fréquences produit le phénomène bien connu de *battement* : l'amplitude de l'onde, donc de l'intensité mesurée sur chacun des miroirs, est modulée sur des échelles de temps extrêmement courtes, de l'ordre du milliardième de seconde ! Si la source était ponctuelle, les fluctuations d'intensité observées par les deux télescopes seraient identiques : de telles fluctuations d'intensité sont dites *cohérentes*. Ce n'est plus le cas pour une source étendue ; on montre que les fluctuations d'intensité ne restent cohérentes (c'est-à-dire se ressemblent très fort) que si la distance  $d$  entre les télescopes satisfait à :



La superposition de deux ondes de fréquences voisines engendre un signal dont l'amplitude oscille périodiquement au cours du temps : c'est le phénomène de battement.

$$d < \frac{r}{D} \lambda \left( \frac{\Delta\nu}{\nu} \right)^{-1/3}$$

où  $D$  est le diamètre de l'étoile et  $r$  sa distance (le rapport  $D/r$  est donc son diamètre angulaire).

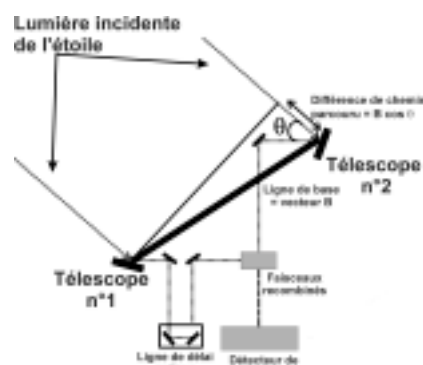
En pratique, il suffit donc tout d'abord de placer les deux télescopes très près l'un de l'autre, puis d'augmenter la distance  $d$  jusqu'à ce que les fluctuations mesurées au même instant par chaque télescope n'aient plus de rapport entre elles – l'inégalité ci-dessus devient une égalité, ce qui permet de déterminer le diamètre angulaire de l'étoile ! Évidemment, la distance la plus petite correspond au cas où les télescopes sont placés l'un à côté de l'autre : si on veut mesurer de grands diamètres angulaires, comme celui de Bételgeuse par exemple, il faut utiliser des miroirs suffisamment petits ! On ne peut donc mesurer par cette méthode que les diamètres des étoiles les plus brillantes, c'est-à-dire celles dont l'éclat est suffisant pour que ces petits miroirs reçoivent assez de lumière pendant un milliardième de seconde ! La méthode de Fizeau est, quant à elle, mieux adaptée à la mesure de grands diamètres angulaires. Antoine Labeyrie a été le premier à observer les franges provenant de deux télescopes indépendants : c'était en 1975.

Bien sûr, ces méthodes ne sont pas aussi « idylliques » qu'il n'y paraît, et elles posent en fait de nombreux problèmes de réalisation. Tout d'abord, la turbulence de l'air perturbe les mesures en introduisant des délais aléatoires entre les signaux provenant d'une même étoile et reçus par des télescopes différents. Ensuite, il faut pouvoir combiner les signaux avec une précision incroyable ! Dans le cas de l'interférométrie Fizeau par exemple, la position



*Le réseau VLA au Nouveau-Mexique.*

des « fentes » doit rester invariable, avec une tolérance identique à celle que l'on impose pour la qualité optique des miroirs, soit un dixième de longueur d'onde, ce qui correspond, aux longueurs d'onde visibles, au millième de l'épaisseur d'un cheveu ! C'est pourquoi l'interférométrie a d'abord été largement utilisée dans le domaine radio (où les longueurs d'onde sont de l'ordre du centimètre), et ce dès la deuxième guerre mondiale. Un exemple célèbre, souvent filmé par les réalisateurs hollywoodiens, est le réseau de radiotélescopes du *Very Large Array* (VLA) au Nouveau-Mexique.

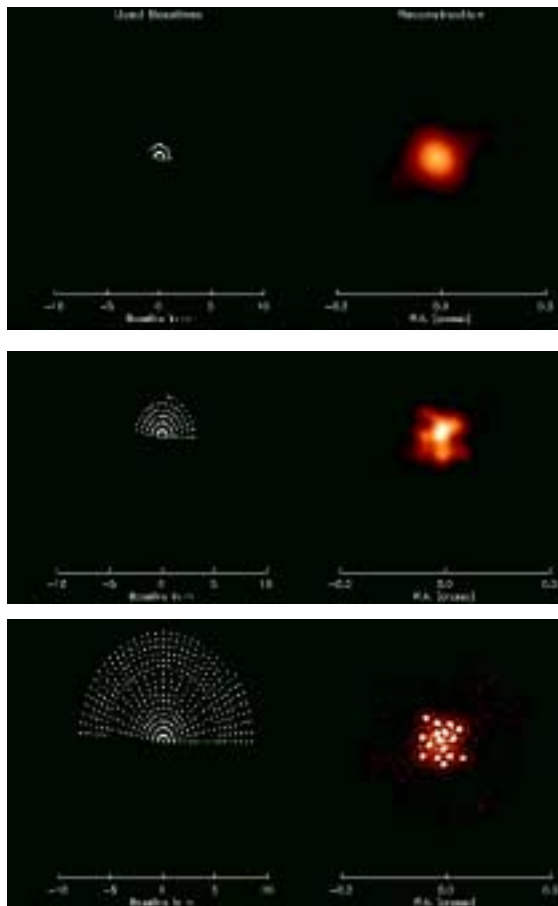


Notons pour être complet, que l'interférométrie permet aussi de mesurer la position des astres avec une grande précision. En effet, lorsqu'une étoile est observée simultanément par deux télescopes, la lumière n'atteint

pas en même temps les deux instruments. Avant de combiner les deux images, on retarde artificiellement le premier faisceau à l'arrivée, jusqu'à ce que les deux faisceaux interfèrent pour produire l'intensité maximale. La valeur du délai introduit permet d'accéder à la différence de chemin parcouru par les deux faisceaux, et donc de calculer l'angle  $\theta$  donnant la position de l'étoile (cf. figure ci-dessus).

## 2. Concert de télescopes

L'interférométrie ne sert pas uniquement à déterminer la taille des étoiles. Si l'on possède suffisamment de télescopes, ou si on peut les déplacer les uns par rapport aux autres, on peut réaliser de l'imagerie à haute résolution : la résolution obtenue dépend en fait de la séparation des télescopes et non du diamètre des télescopes eux-mêmes. Entre un télescope unique de 10 mètres de diamètre (le record à l'heure actuelle), et un ensemble de télescopes travaillant de concert et équivalant à un seul instrument de 100 mètres de diamètre ou plus... il n'y a pas photo ! C'est ce qui explique l'engouement actuel pour l'interférométrie : aujourd'hui la théorie et la technique sont au point, on attend les applications !



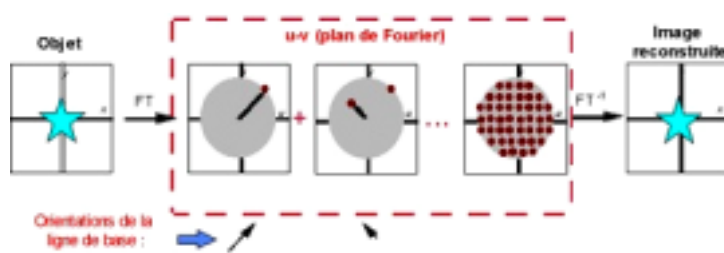
*Simulation illustrant l'amélioration de la qualité des images (à droite), lorsque l'espace balayé par l'interféromètre augmente (à gauche).*

Pour mieux comprendre le principe de l'imagerie interférométrique, un parallèle avec la musique paraît utile. Imaginez un accord... Il est bien sûr composé de différentes notes. Considérons par exemple un accord do + sol + si. Si je veux l'analyser, je ne peux me contenter d'un instrument sensible à une seule note. Comment faire si je ne dispose malheureusement que d'un appareil ne pouvant mesurer qu'une seule note ? Soit je peux modifier l'appareil de sorte qu'il soit maintenant sensible à une autre note, et recommencer la mesure pour cette deuxième note, puis pour une troisième, etc. ; soit je multiplie les appareils de mesure, pour disposer d'un instrument sensible à chaque note : les mesures avec les différents appareils sont alors simultanées. Je peux ainsi enregistrer toutes les notes en une fois et reconstituer l'accord.

L'imagerie par interférométrie repose sur un principe analogue. L'« appareil » de mesure est ici formé par une paire de télescopes. Pour une distance de séparation

donnée des télescopes, je mesure une « note de l'accord », ou plutôt une « fréquence spatiale » composant l'image. Ensuite, j'écarte les télescopes pour avoir les « notes plus aiguës » ou je les rapproche pour les « notes les plus graves ». Ayant ainsi mesuré toutes les « notes » possibles, chacune associée à une distance particulière entre les télescopes, je peux reconstituer l'image.

Évidemment, les images sont plus compliquées qu'un seul accord : si ce dernier est déterminé par les fréquences des notes qui le composent, une image possède deux dimensions et donc les *fréquences spatiales*<sup>3</sup> qui la composent possèdent aussi deux coordonnées ( $f_x$ ,  $f_y$ ). Pour reconstituer au mieux l'image, il faut essayer de retrouver le maximum de fréquences possibles la composant, en balayant au mieux le plan ( $f_x$ ,  $f_y$ ) : tourner l'interféromètre permet de scruter un anneau dans le plan ( $f_x$ ,  $f_y$ ), et agrandir ou rétrécir l'interféromètre, en modifiant la distance entre les télescopes, permet de scruter un segment dans le plan ( $f_x$ ,  $f_y$ ). Vous pouvez bien sûr imaginer que toute cette procédure prend du temps : il faut pour chaque position prendre une image, changer les télescopes de place et recommencer ! Mais le gain en résolution vaut bien quelques sacrifices ! Bien sûr, on n'essaie pas toute les positions possibles pour les deux télescopes : comme dans l'analyse du son, on se limite à certaines « notes » (cf. la simulation à la page précédente) ; néanmoins le gain de qualité est appréciable par rapport aux télescopes seuls.



Principe de construction d'une image par un interféromètre.

### 3. Mais où en est-on ?

Tout cela paraît bien intéressant, mais qu'a-t-on déjà réalisé, et quels sont les projets en cours ? Eh bien, des interféromètres existent déjà aux États-Unis (sur le Mont Hopkins, sur l'Anderson Mesa, au Mont Palomar et au Mont Wilson), au Royaume-Uni, en Australie... et en France (n'oublions pas en effet que le pionnier Antoine Labeyrie est français !). Il existe au nord de Grasse, dans les Alpes de Haute-Provence, plusieurs interféromètres. L'un d'entre eux, I2T, constitué de deux télescopes de 26 cm de diamètre situés à 144 mètres l'un de l'autre, permet de déterminer des diamètres angulaires de 0,001", pour une magnitude visible limite de 6. Son grand frère G2T se compose quant à lui de deux télescopes de 1,5 m éloignés

<sup>3</sup> Pour mieux comprendre cette notion de fréquence spatiale, prenons un exemple : une image composée uniquement d'une succession régulière de bandes verticales brillantes et sombres possède une fréquence  $f_x$  qui caractérise l'alternance des bandes. Si on analyse à présent une image composée non seulement de bandes verticales mais aussi de bandes horizontales, on a cette fois besoin d'un couple de fréquences ( $f_x$ ,  $f_y$ ) – la fréquence spatiale – pour décrire l'image. Enfin, une image plus complexe nécessite la donnée d'un grand nombre de fréquences spatiales.

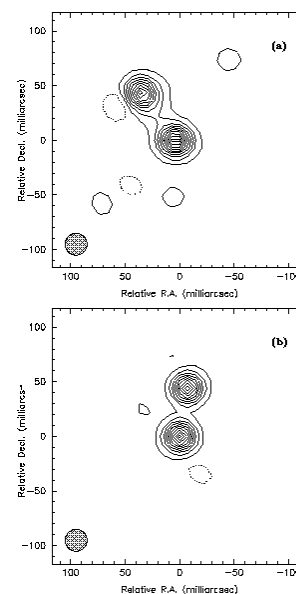
de 2 kilomètres et permet d'atteindre un diamètre angulaire de 0,0001", pour une magnitude limite de 15.

En Angleterre, le *Cambridge Optical Aperture Synthesis Telescope* (COAST) est constitué de quatre télescopes Cassegrain de 40 cm ouverts à f/5,5. Construit en 1988, il a donné ses premières franges en 1991, et ses premières images en 1995. On a ainsi obtenu les premières images interférométriques dans l'infrarouge : Capella y révèle clairement sa nature double. C'est aussi le premier objet à avoir été « imagé » à l'aide d'un interféromètre à éléments séparés. D'autre part, ce dispositif a permis de mettre en évidence des variations récurrentes de 35 % du diamètre angulaire de l'étoile *R Leonis*, une variable de type Mira. Malheureusement, COAST ne permet d'étudier que les objets plus brillants que la sixième magnitude.

Quant au futur, il s'annonce plein de promesses : des projets existent au Chili, au Mont Wilson, au Mauna Kea, et même dans l'espace ! La Nasa envisage en effet de lancer un interféromètre spatial, SIM (*Space Interferometry Mission*), qui permettra de mesurer les diamètres des étoiles situées à l'autre bout de la galaxie, ainsi que les orbites des étoiles dans d'autres galaxies. Mais le projet le plus spectaculaire est bien sûr celui du VLTI. Vous savez tous que l'Europe n'a pas hésité à « décapiter » une montagne, le Cerro Paranal, pour y construire les plus grands télescopes monolithiques du monde : Antu et ses compagnons mesurent 8,20 m de diamètre, pas moins !

On sait moins que le projet final est d'associer en 2006 ces quatre géants et trois « petits » télescopes de 1,80 m de diamètre, les *Auxiliary Telescopes* (AT). Ce gigantesque interféromètre devrait provoquer bon nombre de chamboulements en astronomie. Il pourra en effet étudier :

- les planètes extrasolaires : détecter une planète de la taille de Jupiter pour les étoiles éloignées d'un kiloparsec<sup>4</sup> au maximum, ou de planètes plus petites (jusqu'à 10 fois la masse de la Terre) pour nos plus proches voisines célestes ;
- les étoiles de faible masse et les naines brunes (90 % des étoiles sont plus légères que le Soleil !), très difficilement détectables avec les instruments « classiques » ;
- les objets stellaires jeunes, qui peuvent présenter des disques d'accrétion, des jets,... : une résolution de 0,002" permettra d'étudier leur environnement (température, morphologie, etc.) ;

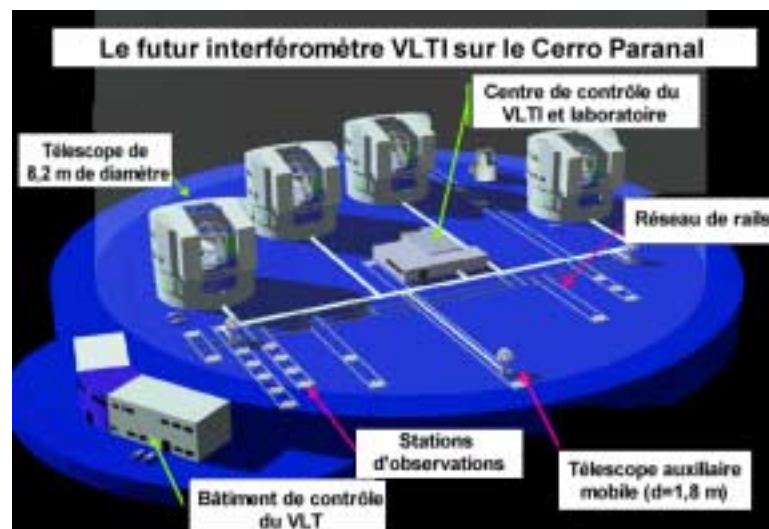


*L'étoile double Capella est résolue par COAST. Ces deux vues ont été réalisées à 15 jours d'intervalle.*

<sup>4</sup> Le *parsec* (pc) est une unité de mesure de distance souvent utilisée en astronomie : elle correspond à 3,26 années-lumière, soit trente mille milliards de kilomètres.



- la surface des plus « grosses » étoiles du ciel (diamètre angulaire supérieur à 0,0025") : convection, champ magnétique, taches, « spots » brillants,... seront enfin détectables, comme ceux de notre astre diurne ;
- les étoiles Be<sup>5</sup>, en rotation rapide, possédant un disque d'accrétion circumstellaire : l'observation du disque pourra nous éclairer sur sa formation, qui reste encore mystérieuse aujourd'hui, ainsi que sur l'origine de la variabilité du système ;
- les étoiles de masse inférieure à 8 masses solaires arrivées en fin de vie, dites AGB (*Asymptotic Giant Branch*), dont le cœur est composé principalement de carbone, et qui perdent de la matière de façon continue sous forme de vents stellaires. On devrait mieux comprendre l'origine de cette perte de masse et la manière dont les poussières se forment dans cet environnement ;
- le centre de la galaxie : le VLTI y étudiera des détails d'une taille égale à 15 fois la distance Terre-Soleil (15 unités astronomiques) ! Cela permettra entre autres de mieux analyser les sources infrarouges proches de *Sagittarius A*, cette radiosource nichée au cœur de la Voie Lactée, les étoiles de toute cette zone et le trou noir qui en serait le centre ;
- les noyaux galactiques actifs (AGN), dont l'énergie fantastique provient probablement de l'accrétion de matière par leur trou noir central : l'interférométrie permettra des études plus précises de ces galaxies.



Bref, le VLTI sera un vecteur important de la recherche astronomique au XXI<sup>e</sup> siècle. Il aura à sa disposition plusieurs instruments :

- *AMBER (Astronomical Multiple BEam Recombiner)* réalisera des images et des spectres dans l'infrarouge voire dans le rouge, notamment pour étudier le centre de la galaxie, les planètes extrasolaires et la formation des étoiles ;

---

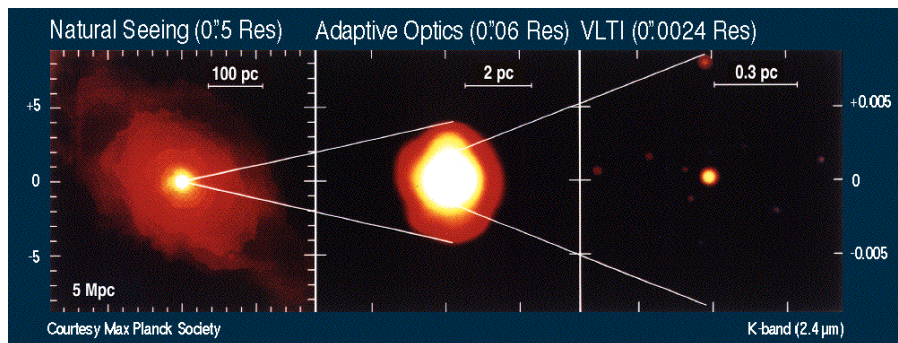
<sup>5</sup> Les étoiles Be sont des étoiles très chaudes de type spectral B, présentant dans leur spectre des raies en émission. Voir l'article de Y. Frémat, *Les premiers instants de l'évolution stellaire*, *Galaxie* n°14.

- MIDI (*MID-Infrared*) étudiera le rayonnement infrarouge émis à une longueur d'onde de  $10 \mu\text{m}$  ;
- PRIMA (*Phase Referenced Imaging Microarcsecond Astrometry*) utilisera les quatre télescopes géants et atteindra une résolution de 10 microsecondes d'arc pour l'étude des AGN, des galaxies lointaines, du centre de la galaxie, des planètes extrasolaires, des orbites des binaires, des parallaxes et des mouvements propres des étoiles des amas.

Terminons sur un petit cocorico en précisant que les trois télescopes auxiliaires AT du VLTI seront construits par la société AMOS, de Liège ! Les Belges font souvent figure de pionniers dans bien des domaines !

#### 4. Conclusion

Si l'augmentation progressive du diamètre des télescopes semble toucher à sa fin – comment construire un télescope de 100 kilomètres de diamètre ? –, l'interférométrie semble



*Une galaxie vue à gauche par le NTT ( 3,6m de diamètre), résolution de 0,5", au centre, optique adaptative sur l'un des télescopes de 8m du VLT, résolution de 0,06" et à droite vue par le futur VLTI, résolution de 0,003".*

resurgir de l'oubli et du domaine radio où elle était cantonnée. Elle se profile comme LA solution du XXI<sup>e</sup> siècle, les projets dont nous avons parlé n'étant qu'un premier pas dans la route de l'astronomie interférométrique qui sera – espérons-le – jalonnée de succès. Ne parle-t-on pas déjà d'un interféromètre géant sur la Lune ?!

Yaël Nazé (IAGL)

Je tiens à remercier pour leur collaboration Mr Surdej, de l'Institut d'Astrophysique et de Géophysique de Liège (IAGL), ainsi que Mr Lo Bue, de l'Université de Mons-Hainaut.