

# **INSTRUMENTATION DU VLT**

## **Méthodes d'observation**

Deux méthodes très différentes d'observation peuvent être offertes sur le VLT: la méthode "classique", avec la présence physique ou électronique (par Internet) des astronomes sur le site menant leur programme d'observation, et la méthode "service" où un observateur professionnel s'acquitte de l'observation préalablement définie par les astronomes. Cette dernière méthode est utilisée dans les programmes de surveillance régulière d'objets astronomiques.

Un aspect important pour les observations est la flexibilité de la planification de celles-ci. Des programmes d'observation nécessitent des conditions environnementales exceptionnelles par exemple, un excellent "seeing" pour la spectrographie, une turbulence très faible pour atteindre la limite de diffraction du télescope avec la correction de l'optique adaptative, ou une très basse quantité de vapeur d'eau dans l'atmosphère pour l'observation dans l'infrarouge.

Ces différents types d'observations nécessitent aux 12 foyers Nasmyth/Cassegrain du VLT que l'on puisse passer d'une façon automatisée d'un type d'observation à un autre avec rapidité et facilité, c'est à dire changer l'instrumentation avec souplesse et précision à n'importe quel foyer du VLT tout en garantissant une qualité scientifique de l'observation. De plus un emplacement à l'un des foyers restera libre pour une instrumentation "visiteur" pour des observations spécifiques.

## **Instrumentation du VLT**

L'instrumentation du VLT doit être à la hauteur du projet, pour cela, plusieurs équipes d'ingénieurs en Europe travaillent d'arrache-pied pour obtenir des instruments d'observation à la pointe du savoir-faire et de l'état de l'art dans les domaines de l'optique, l'électronique, la cryogénie, l'informatique, etc.

- *NAOS* - (Nasmyth Adaptive Optics System)

Le but principal de NAOS placé à l'un des foyers Nasmyth est de corriger la turbulence atmosphérique par l'optique adaptative, en étant optimisé pour travailler avec CONICA (voir ci-dessous).

Le domaine spectral utile se situe dans l'infrarouge de 1 à 5  $\mu\text{m}$ . Dans la plage du spectre de 1 à 2,5  $\mu\text{m}$ . NAOS fournira une qualité d'images supérieure à celles obtenues dans l'espace par le télescope Hubble (HST Hubble Space Telescope), car NAOS atteint la limite de diffraction pour un télescope de 8 m dans ces longueurs d'onde (FWHM = 0,2" à 2,2  $\mu\text{m}$ .). Entre autres NAOS permet des observations dans une gamme de longueur d'onde plus importante que ne permet le télescope Hubble.

Les techniques modernes du traitement des images (déconvolution et autres) arrivent à ce que la limite de diffraction du télescope de 8 m. soit dépassée. Dans la plage spectrale de 3 à 5  $\mu\text{m}$ . de l'infrarouge thermique il faut réduire au maximum l'émission de NAOS dans ces longueurs d'onde et de soustraire le signal du bruit de fond par la technique "vibratoire" (chopping) du miroir secondaire, pour obtenir des observations cohérentes.

- **CONICA** - (High Resolution Near Infrared CAmera)

Placé à l'un des foyers Nasmyth du télescope et couplé avec le NAOS (voir ci-dessus) travaillera dans le domaine infrarouge du spectre de 1 à 5  $\mu\text{m}$ . Il fournira des images dans l'infrarouge avec la plus grande résolution spatiale possible, ainsi qu'en spectroscopie.

CONICA est conçu pour travailler en optique adaptative à la longueur d'onde de 2  $\mu\text{m}$ . Le détecteur est formé de 1024 \* 1024 pixels de 27  $\mu\text{m}$ . de côté en InSb, ce dernier étant placé dans une chambre cryogénique qui fait descendre la température du capteur entre 20 à 70 K (le système optique est lui refroidit à 80 K). Différents éléments optiques peuvent être insérés dans le faisceau optique près du plan pupille pour différents types d'observation, ainsi que des masques coronographiques dans le plan focal. L'instrument est attaché rigidement au NAOS et à l'adaptateur / rotateur au foyer Nasmyth pour compenser la rotation apparente du ciel.

*Observations astronomiques avec CONICA :*

étude de jeunes objets stellaires  
recherche de compagnons de faible masse près d'étoiles  
centre de notre galaxie  
étude des étoiles de type T-Tauri et de leurs proches compagnons  
structure des enveloppes d'étoiles Géante Rouge  
quasars  
recherche de Trous Noirs dans le centre des galaxies  
l'échelle de distance cosmique

- **ISAAC** - (Infrared Spectrometer And Array Camera) ISSAC couvre une bande spectrale dans l'infrarouge allant de 1  $\mu\text{m}$ . à 5  $\mu\text{m}$ ., sa conception est faite pour obtenir un grand champ de 2,5' \* 2,5' et une grande fente pour une basse et moyenne résolution spectroscopique. Ses deux capteurs électroniques sont optimisés pour travailler l'un entre 1 et 2,5  $\mu\text{m}$ . et le second entre 2 et 5  $\mu\text{m}$ ., chacun pouvant obtenir une image du plan focal du télescope ou une image produite par le réseau du spectromètre par l'intermédiaire d'un petit miroir qui envoie le faisceau lumineux vers l'un de ces deux capteurs.

La pupille image produite par la lentille collimatrice à un diamètre de 25 mm et chacun des capteurs comprend deux roues à filtres à 28 positions et une roue d'objectifs fournissant trois agrandissements au détecteur avec un champ maximum de 2,5' \* 2,5'.

Pour les courtes longueurs d'onde le détecteur est composé de 1024 \* 1024 pixels de type Hg:Cd., et pour les longueurs d'onde longue le détecteur SBRC est composé de 1024 \* 1024 pixels de type InSb.

Tout le système optique est refroidie à 65° K et un vide poussé est maintenue dans l'enceinte de 1,5 m. d'ISSAC. Ce dernier étant fixé au foyer Nasmyth du télescope par un adaptateur qui assure le vide à l'intérieur d'ISAAC.

*Observations astronomiques avec ISAAC :*

étude des étoiles de faible masse  
étude et nature des objets au sein des nuages moléculaires  
abondance et âge des amas stellaires  
étude des galaxies avec un z élevé  
naissance des galaxies  
détermination de l'échelle des distances  
étude des quasars avec un z élevé  
population stellaire dans les galaxies par la spectroscopie IR

- **CRIRES** - (VLT High-Resolution IR Echelle Spectrometer)

CRIRES est un spectrographe de haute résolution dans l'infrarouge construit pour exploiter l'énorme gain (de l'ordre de 8 fois) de sensibilité produit par l'instrument dispersif avec un miroir de 8 m. La résolution du spectrographe dans le domaine spectral entre 1 et 5  $\mu\text{m}$ . est  $\geq 100\,000$  avec une fente de 0,2".

Une couverture spectrale simultanée sera effectuée par plusieurs larges capteurs de 1024 \* 1024 pixels au plan focal. Ce spectrographe IR peut atteindre des phénomènes et des objets jusque-là inaccessibles, utilisables pour l'étude spectroscopique.

*Observations astronomiques avec CRIRES:*

étude chimiques et physiques des planètes géantes de notre système solaire  
étude chimiques et physiques des planètes telluriques de notre système solaire  
activité volcanique d'Io  
recherche de CO et CH<sub>4</sub> dans les atmosphères de Pluton, Charon et Triton  
étude de la quantité d'H<sub>2</sub>O dans les comètes et températures de ces dernières  
étude de l'évolution stellaire, nucléosynthèse  
masses stellaires  
vents stellaires  
structures atmosphériques et oscillations des étoiles froides  
champs magnétiques des étoiles  
formation des étoiles  
chimie des nuages proto-stellaires  
quasars

- **NIRMOS** - (Near InfraRed MultiObject Spectrograph) et **VIMOS** - (VIsible MultiObject Spectrograph)

Ces deux instruments sont destinés à observer un vaste échantillon (10 000 à 100 000) de galaxies avec des "redshifts" de 3 ou plus. Ils sont complémentaires dans la couverture spectrale, VIMOS travaillant dans le visible et NIRMOS travaillant dans l'infrarouge.

Dans le domaine spectral de l'infrarouge l'émission très brillante de l'OH contenue dans l'atmosphère empêche toute observation scientifique. Pour lutter contre cette émission de l'OH deux concepts d'instruments pour NIRMOS ont été à l'étude :

Un système multi-fentes :

imagerie et spectroscopie multi-objet avec 4 champs de 7' \* 7'  
150 fentes avec une résolution de 2000, ou 750 fentes avec une résolution de 300  
couverture spectrale de 0,4 à 1,8  $\mu\text{m}$ .  
résolution de 200 à 3000

Un système supprimant l'OH :

spectroscopie multi-objet avec un champ de 30' au foyer Nasmyth  
positionneur multi-fibre au plan focal du foyer Nasmyth  
suppression de l'OH avec une résolution de 5000  
100 à 200 fibres, objets non tranchés  
30 à 60 fibres, objets tranchés  
couverture spectrale de 0,8 à 1,8  $\mu\text{m}$ .  
résolution finale de 200 à 400

Il est à noter que la suppression de l'OH consiste à masquer les lignes d'émission de l'OH du ciel sur un spectre de haute résolution à  $R = 5000$ . La lumière est alors recombinaée à travers le même élément dispersif pour former une fente "blanche", libre des lignes d'émission du ciel. Un spectrographe à faible dispersion alors redisperse la lumière sur le détecteur. Le multiplexing est réalisé par un robot positionnant les fibres optiques au plan focal du foyer Nasmyth permettant d'observer de 30 à 300 objets à la fois.

C'est le premier concept d'un système à multi-fentes qui a été retenu par l'ESO.

*Observations astronomiques avec NIRMOS et VIMOS:*

évolution des champs de galaxies avec des "redshifts"  $>1$   
évolution des structures à grandes échelles avec des "redshifts"  $>1$   
évolution des galaxies dans les amas avec des "redshifts"  $>1$   
lentilles gravitationnelles et distribution de la matière noire  
étude de l'environnement des quasars et des radios galaxies  
recherche des étoiles "naines brunes"  
quantité et âge des amas d'étoiles et des régions obscures

- **FUEGOS** - ( Fibre Unit for European General Optical Spectroscopy)

FUEGOS peut travailler en mode spectroscopique multi-objet, mode MEDUSA, et en mode spectroscopique dite de zone, mode ARGUS.

Le domaine spectral de travail de FUEGOS s'étend de 0,37 à 0,9  $\mu\text{m}$ . pour quatre résolutions: 30 000, 10 000, 5 000, 1 500. Dans le mode multi-objet les fibres optiques ( $\geq 80$ ) sont entièrement contrôlées par un robot qui place chaque fibre sur un objet déterminé au plan focal du foyer Nasmyth à la fente du spectrographe. La forme de la plaque supportant les fibres est arrangée pour corriger la courbure de champ au foyer Nasmyth. La couverture du

ciel pour chaque fibre optique peut être de 2", et les sorties des fibres optiques sont arrangées dans un ordre cohérent le long de la fente du spectrographe.

Dans le mode zone, un paquet de fibres analyse une petite portion du ciel au centre du plan focal. Les sorties du paquet de fibres peuvent être arrangées aussi de façon linéaire.

*Observations astronomiques avec FUEGOS:*

étude des structures à grandes échelles  
dynamique des amas de galaxies  
quantité des étoiles dans les amas  
étude des jeunes étoiles  
lentilles gravitationnelles  
dynamique des galaxies naines sphéroïdales

- *UVES* - (UV-Visual Echelle Spectrograph) UVES est composé de deux spectrographes couvrant, l'un, le domaine spectral (bleu) de 0,3 à 0,5  $\mu\text{m}$ . et, l'autre, le domaine spectral (rouge) de 0,42 à 1,1  $\mu\text{m}$ . La résolution nominale pour une fente de 1" est de 40 000, la résolution maximale de 120 000 dans le rouge et 90 000 dans le bleu peut être atteinte avec une fente plus étroite.

Le détecteur CCD pour le bleu est composé de 2048 \* 2048 pixels de 15  $\mu\text{m}$ . de faible épaisseur permettant à la lumière du spectrographe de l'atteindre par l'arrière donnant ainsi une plus grande sensibilité dans le bleu. Le détecteur CCD pour le rouge est composé de 4096 \* 2048 pixels de 15  $\mu\text{m}$ .

*Observations astronomiques avec UVES:*

structure, conditions physiques et quantités de gaz interstellaires et intergalactiques  
cinématique des gaz et des étoiles du noyau galactique  
cinématique et distribution des masses dans les amas d'étoiles  
composition chimique et modèles atmosphériques des étoiles galactiques et extragalactiques  
oscillations stellaires

- *VHARC* - (Visible High Angular Resolution Camera)

VHARC est conçu pour travailler:

dans la limite de diffraction en imagerie dite des tavelures (speckle) pour le domaine visible du spectre entre 0,4 et 0,8  $\mu\text{m}$ . Cette résolution à 0,4  $\mu\text{m}$ . est de 0,01".

en spectroscopie par projection des tavelures en basse résolution avec la résolution angulaire limité par la diffraction.

en spectroscopie des tavelures de l'émission de lignes de l'objet en moyenne résolution avec la résolution angulaire limité par la diffraction.

imagerie directe avec l'optique adaptative partielle

Les images de courtes expositions (5 à 100 millisecondes) peuvent être enregistrées avec une caméra à comptage de photon. La magnitude limite de ce système est de 18 pour des objets constitués de petits éléments résolus.

*Observations astronomiques avec VHARC:*

étude des étoiles de type Mira (diamètre, forme, atmosphère étendue, enveloppe de poussières, compagnons)  
étude des étoiles géantes et supergéantes rouges (diamètre, forme, atmosphère étendue, enveloppe de poussières, compagnons)  
étoiles binaires spectroscopiques (luminosités, masses, distances)  
étoiles variables lumineuses bleues (LBVs)  
étoiles de type Be  
étoiles massives  
galaxies Seyfert  
naissance des galaxies  
lentilles gravitationnelles  
détermination de la constante de Hubble  $H_0$

- **FORS** - (FOcal Reducer/low dispersion Spectrograph) Les deux FORS sont des réducteurs de focale montés au foyer Cassegrain d'un télescope du VLT. Leurs spécialités est l'imagerie, la spectroscopie multi-objet et la polarimétrie dans le domaine spectral de 300-1000 nm.

Les champs résultant peuvent être de 6,8' \* 6,8' dans le mode de résolution standard, et de 3,4' \* 3,4' dans le mode de haute résolution. Le détecteur est un capteur CCD de 2048 \* 2048 pixels de 24  $\mu\text{m}$ . de côté. Une grande sélection de filtres et de réseaux-prismes sont utilisables.

La résolution spectroscopique standard est de 1700, et en mode de spectroscopie multi-objet, 19 objets stellaires peuvent être étudiés simultanément.

*Observations astronomiques avec FORS:*

"redshifts" d'amas galactiques éloignés  
comptage des galaxies, couleur et morphologie  
quasars  
associations de galaxies  
lentilles gravitationnelles

- **SINFONI** - (SINgle Far Object Near-ir Investigation)

SINFONI est un spectrographe cryogénique infrarouge, travaillant dans le domaine spectral de 1-2,4  $\mu\text{m}$ . avec un système d'optique adaptative. La résolution spectrale est de 6000.

*Observations astronomiques avec SINFONI:*

détection de quasars et de galaxies naissantes  
étude des régions centrales de galaxies ayant un  $z$  modéré  
étude des régions de formations stellaires  
étude du centre galactique

étude des surfaces planétaires

- **VISIR** - (VLT Imager and Spectrometer for mid InfraRed) VISIR est destiné au foyer Cassegrain du VLT. VISIR observera dans l'infrarouge thermique, dans les bandes atmosphériques N (8-14  $\mu\text{m}$ ) et Q (17-28  $\mu\text{m}$ ). Pour supprimer le fond instrumental, il faut refroidir toute l'optique à la température de 45 K. Les détecteurs fonctionnant à des températures typiques de 5 à 10 K.

C'est un instrument multimode qui permettra de faire de l'imagerie à plusieurs échelles et de la spectroscopie à plusieurs résolutions.

Les détecteurs envisagés sont des matrices de Si:As ou Si:Sb, dont la sensibilité va de 2 à 28  $\mu\text{m}$ . Des détecteurs de 256 \* 256 pixels de 50  $\mu\text{m}$  de côté sont prévus.

En imagerie la limite de diffraction du VLT étant à 10 microns de 0,3", ainsi les échelles de champs de vue par pixel (PFOV ou Pixel Field Of View) retenues, sont elles étagées entre 0,075" et 0,3" par pixel, pour permettre un bon échantillonnage de la tache de diffraction.

En spectroscopie, trois domaines de résolution ont été retenus:

La haute résolution (10000 à 30000)

La moyenne résolution (1200 à 3000)

La basse résolution (150 à 450)

Le domaine spectral de 8  $\mu\text{m}$  à 28  $\mu\text{m}$  permettra l'étude des poussières "tièdes" (140K à 400K) qui sont un composant important de l'univers.

*Observations astronomiques avec VISIR:*

planétologie

formation des planètes

formation stellaire

chimie du milieu interstellaire

évolution des galaxies

- **VIMOS** - (Visible MultiObject Spectrograph) L'instrument VIMOS doit être placé à un des foyers Nasmyth du VLT. Le VIMOS est associé avec l'instrument NIRMOS (voir ci-dessus). Ainsi, VIMOS et NIRMOS, couvrent respectivement le domaine visible du spectre (de 0,37 à 1  $\mu\text{m}$ ) et le proche infrarouge (de 1 à 1,8  $\mu\text{m}$ ).

Le champ de vue des deux instruments est formé par 4 quadrants de 7' \* 7'.

En mode imagerie, la résolution spatiale est de 0,205"/pixel (VIMOS) ou de 0,238"/pixel (NIRMOS), cette résolution est limitée par la qualité du "seeing" du Cerro Paranal.

En mode spectroscopique, on obtient 840 spectres simultanés à  $R = 200$  pour le VIMOS (576 pour NIRMOS), et 168 spectres simultanés à  $R = 2000$  pour le VIMOS (192 pour NIRMOS). Le champ spectroscopique est de  $1' * 1'$ , échantillonné à  $0,75''$  par 6400 fibres optiques.

Les détecteurs pour le VIMOS sont 4 capteurs CCDS de  $2048 * 4096$  pixels, avec des pixels de  $15 \mu\text{m}$  de section, et pour NIRMOS, 4 capteurs CCD de  $2048 * 2048$  pixels, avec des pixels de  $18,5 \mu\text{m}$  de section.

*Observations astronomiques avec VIMOS:*

évolution des champs galactiques  
évolution des structures à grande échelle  
évolution des galaxies dans des amas galactiques  
étude des lentilles gravitationnelles et distribution de la matière noire  
étude de l'environnement des quasars et des radio-galaxies  
recherche des "naines brunes"  
abondance et âge des amas stellaires

## INTERFÉROMÉTRIE ET VLT

### Interférométrie optique

Au début du XIXe siècle, le physicien Britannique Thomas Young ouvre une nouvelle voie à la physique, en découvrant grâce à une expérience la nature ondulatoire de la lumière, par le phénomène des interférences lumineuses.

L'expérience des trous d'Young est toute simple: en plaçant un écran percé de deux petits trous devant une source lumineuse, on obtient, par projection sur un autre écran éloigné du premier, une alternance de franges sombres et claires que l'on nomme franges d'interférence.

Par un travail théorique, le physicien Français Fizeau, découvre qu'en modifiant la distance de deux trous d'un écran placé devant l'ouverture d'un télescope, on varie l'intensité relative des franges sombres et claires. Lorsque le contraste de ces franges d'interférences s'annule pour la première fois, alors la distance entre les deux trous à ce moment-là, donne la dimension de la source en radians par une loi mathématique (loi de Fizeau) toute simple:  $1,22\lambda/L$ , où  $\lambda$  est la longueur d'onde d'observation et  $L$  la distance entre les deux trous.

En 1890, l'Américain Michelson, reprenant l'expérience de Fizeau et Stephan de 1868 pour la mesure du diamètre des étoiles, retrouve le diamètre des satellites de Jupiter, validant ainsi l'interférométrie optique appliquée à l'astronomie.

Michelson et Pease remplacent l'écran à trous, qui limite la distance des trous à celle du miroir du télescope, par des petits miroirs fixés sur une poutre placée devant l'ouverture d'un télescope de 2,5 m. de diamètre (télescope du mont Wilson en Californie) et renvoyant les images vers le miroir principal.

La distance (base de l'interféromètre) des miroirs varie jusqu'à six mètres, donnant un instrument équivalent à un télescope de six mètres de diamètre. En variant la distance des petits miroirs sur la poutre, Michelson et Pease annulent une première fois le contraste des franges avec une base approchant les 3 mètres, obtenant ainsi par la loi de Fizeau le diamètre de l'étoile Bételgeuse dans la nuit du 31 décembre 1920. Le diamètre angulaire de l'étoile étant de 0,047 seconde d'angle. Connaissant la distance de Bételgeuse (une centaine de parsecs = 3 000 000 milliards de kilomètres) Michelson et Pease obtiennent alors son diamètre qui est de 400 fois le diamètre du Soleil.

La résolution d'un tel instrument est bien supérieure à la résolution théorique du télescope travaillant normalement.

Hélas, pour mesurer les diamètres d'étoiles plus petites et ou plus éloignées, il est nécessaire de construire des interféromètres de plus grande distance en travaillant entre autre avec deux ou plusieurs télescopes. Pendant presque cinquante années, l'interférométrie optique n'évoluera pas à cause de problèmes techniques insurmontables.

Mais, un Français Antoine Labeyrie en 1974, bénéficiant des techniques adéquates

(LASER, détecteurs performants, etc.) obtient avec son I2T (Interféromètre à 2 Télescopes) des franges d'interférences à l'aide de deux télescopes distincts avec une base de 12 m. (depuis cette première expérience la base a été agrandie à 140 m.), relançant ainsi la construction de plusieurs instruments dans le monde.

En septembre 1995, l'équipe britannique de l'interféromètre à trois télescopes COAST (Cambridge Optical Aperture Synthesis Telescope), obtient pour la première fois des images du couple stellaire Capella à 15 jours d'intervalle. La distance de ces deux étoiles est de 0,055 seconde d'arc.

L'interféromètre américain NPOI (Naval Prototype Optical Interferometer) a réussi peu de temps après COAST à cartographier le système binaire Mizar.

La méthode interférométrique permet donc, de combiner ensemble les faisceaux lumineux de plusieurs télescopes, sous réserve que leurs phases aient été mesurées et soient connues avec une très grande précision. La résolution angulaire dépend de la distance maximale possible de deux télescopes du système interférométrique. En variant la distance entre les télescopes, on peut reconstituer une image de la source étudiée (interférométrie à synthèse d'ouverture). Plus le nombre des télescopes est grand, plus l'image sera complète et précise. D'autre part, la grande dimension des miroirs des télescopes individuels permet l'observation de sources faibles.

On voit donc, que pour gagner en sensibilité et résolution angulaire, il faut construire des interféromètres à longue base formés de télescopes de grand diamètre.

### **Projets interférométriques optiques au sol**

Dans les prochaines années les projets interférométriques optiques au sol, vont jouer un rôle principal dans l'astronomie de très haute résolution. De nombreux instruments ont été installés ou sont en voie de construction, dont le VLTI :

Programme	Pays	Nombre de télescopes	Base	Diamètre	Mode	Mise en service
I2T	France	2	140	0,26	V/I	1974
GI2T	France	2	65	1,52	V/I	1984
ISI	Etats-Unis	2	35	1,65	I/A	1988
COAST	G.-Bretagne	3	30	0,40	V	1991
SUSI	Australie	2	640	0,14	V	1991
IOTA	Etats-Unis	2(3)	38	0,45	I/A	1993
NPOI	Etats-Unis	3	60	0,50	I	1991
PTI	Etats-Unis	2(3)	100	0,45	A/I	1995
CHARA	Etats-Unis	5	360	1	I	1998
Keck	Etats-Unis	2 + 4	1000	10 - 1,5	A/I	2000
LBT	Etats-Unis / Italie	2	20	8	I/A ?	1999
VLTI	Europe	4 + 3 ?	200	8 - 1,8	I/A	1998

Dans ce tableau, base et diamètre sont donnés en mètre. Le mode A désigne le

mode astrométrie, le mode V le mode visibilité, et le mode I le mode imagerie.

## **Le VLTI**

Le VLTI (Very Large Telescope Interferometer) aura une très grande résolution angulaire avec ses 200 mètres de base, ainsi qu'une très grande sensibilité avec ses quatre grands miroirs de 8 mètres de diamètre (corrigés par l'optique adaptative), et ses trois télescopes auxiliaires mobiles de 1,80 mètre de diamètre.

La résolution angulaire attendue du VLTI à la longueur d'onde de 2,2  $\mu\text{m}$  est de 0,003 seconde d'arc. Ce montage instrumental devrait permettre, de résoudre des taches à la surface d'étoiles (l'observation de l'évolution de la surface de l'étoile géante Betelgeuse devient possible), de découvrir d'autres systèmes planétaires ou protoplanétaires, de connaître la surface de la planète Pluton aux confins de notre système solaire.

Avec le développement de l'interférométrie optique le VLT offrira une surface collectrice de lumière, équivalente à un miroir de 16 m.

---

# *Le Very Large Telescope (VLT)*

## **LES CHOIX TECHNIQUES FAITS POUR LE VLT.**

Les études conduites par l'équipe scientifique de l'ESO avaient montré dès 1977 que le télescope européen du vingt et unième siècle devrait avoir un diamètre de 16 m.

### *Les solutions pour réaliser un télescope de 16 m.*

Pour atteindre ce diamètre trois solutions sont possibles:

un miroir unique de 16 m. segmenté: cette solution est techniquement très délicate et si l'aspect surface collectrice de lumière est satisfaite, il n'en est pas de même de la résolution angulaire qui, nous l'avons vu, joue un rôle tout aussi important que le diamètre dans la détection des objets faiblement contrastés par rapport au fond du ciel.

En effet il est nécessaire pour assurer une concentration de lumière correcte au foyer commun de tous les segments que ceux-ci aient le même rayon de courbure avec une erreur relative inférieure à environ 50/1000000, que de plus le système mécanique de mise en place des segments ainsi que leur asservissement électronique assurent une continuité de la surface du miroir segmenté meilleure que 150 nm. soit 150 millièmes de millimètre et qu'enfin le polissage des segments soit tel que les déformations habituelles du bord des miroirs ("tombant" ou "relevé") soient inexistantes.

Si ces conditions ne sont pas remplies la résolution du télescope est du même ordre que celle obtenue par le télescope ayant le diamètre d'un segment soit environ 2 m. pour un diamètre de l'ordre de 10 m. Toutes ces difficultés ne conduisent pas à une solution économique et sans risque. En ce qui concerne la souplesse d'utilisation, un chercheur mobilise l'instrument, et pendant ce temps ses collègues attendent leur tour. Pour toutes ces raisons cette solution n'a pas été retenue.

Quatre télescopes de 8 m. de diamètre fixés sur la même monture. Cette solution est une extrapolation du "Multi Mirror Telescope" (MMT) construit dans le début des années 80 par l'Observatoire du Mont Hopkins (Arizona). Cette solution permet une mise en phase des quatre instruments plus facile que celle de tous les segments d'un miroir segmenté.

Mécaniquement la monture présente quelques difficultés supplémentaires par rapport à celle du projet "LBT" mais elles ne sont pas insurmontables. En ce qui concerne la flexibilité d'emploi, quatre astronomes peuvent travailler en même temps mais ils sont obligés d'étudier le même objet.

Quatre télescopes de 8 m. indépendants montés en réseau et pouvant être rendus co-focaux par une optique de foyer "coudé" et aussi mis en phase par l'utilisation de lignes à retard qui égalisent les chemins optiques. Cette solution est techniquement la plus simple et de plus elle présente une grande facilité d'emploi car quatre astronomes peuvent travailler en parallèle sur quatre objets différents.

C'est cette solution de quatre télescopes indépendants de 8 m. de diamètres montés en réseau qui a été retenue.

### ***Les solutions choisies pour les quatre télescopes de 8 m. du VLT.***

Ces choix concernent:

Le miroir primaire qui est un ménisque mince en verre céramique Zérodur de la Sté. Schott à Mayence et dont les caractéristiques sont les suivantes:

matériau : Zérodur  
diamètre total : 8200 mm.  
diamètre utile : 8000 mm.  
épaisseur : 175 mm.  
diamètre du trou central : 1000 mm.  
rayon de courbure concave : 28800 mm.

rayon de courbure convexe : 28975 mm.  
nombre d'ouverture : F/1,8  
écart par rapport à la meilleure sphère : 0,335 mm.  
poids : 23,5 t.

L'utilisation du miroir précédent en mode d'optique active afin d'obtenir la meilleure résolution possible.

L'utilisation d'une monture altazimutale, permet d'obtenir une première fréquence de résonance de 8,11 Hz. pour une masse de 260 t. La masse totale du télescope est de 430 t. Les moteurs sont directement connectés aux axes du télescope, ce système n'introduisant aucune friction. Les moteurs et les paliers hydrostatiques sont refroidis par des systèmes à circuit d'eau, pour éviter toutes sources de chaleur dans l'environnement immédiat du télescope, qui sans cela perturberaient la qualité des images.

La coupole dont la géométrie est cylindrique, a été conçue pour une ventilation naturelle maximale. La partie tournante de la coupole a deux portes symétriques s'éloignant l'une de l'autre à l'ouverture. Le système d'air conditionné maintient au sein de la coupole durant le jour, la température de la nuit prévue pour l'observation, le miroir primaire ayant son propre contrôle thermique à l'intérieur de sa cellule.

Une particularité de la conception optique et mécanique du télescope est une combinaison du type inventé et calculé pour la première fois en 1910 par Henri Chrétien (un des fondateurs en 1937 de la Sté. REOSC) et réalisé ensuite par l'opticien G.W. Ritchey pour le télescope de 2,5 m. du mont Wilson (USA). Cette combinaison est maintenant connue sous le nom de Ritchey-Chrétien.

La combinaison optique en Ritchey-Chrétien est optimisée pour le foyer Nasmyth. Le miroir primaire à f/1,8 et le miroir secondaire sont tous les deux hyperboliques, corrigeant ainsi les aberrations de sphéricité et de coma en laissant des aberrations d'astigmatisme et de courbure de champ. Cette dernière aberration est compensée par des correcteurs placés devant le plan focal ou dans le chemin optique amenant au plan focal. Le champ de vue utile n'est pas plus grand que 4'. (voir le schéma optique du télescope)

Chaque télescope a un foyer Cassegrain à f/13,6 (champ de 15'), deux foyers symétriques Nasmyth à f/15 (champ de 20' ou un champ de 30' avec un vignettage de 25% essentiellement produit par le miroir tertiaire), et un foyer coudé à f/49,9 (champ de 2') placé à la base de chaque télescope et relayé par 2 miroirs elliptiques et 3 miroirs plans. Le dernier de ces miroirs est déformable (optique adaptative).

Une particularité du concept optique et mécanique de chaque télescope, permet de changer de foyer sans permuter un élément optique (généralement on change le miroir secondaire), les miroirs primaire, secondaire et tertiaire restant fixes. Ceci contraste avec les télescopes classiques avec leurs multifoyers où pour passer par exemple du foyer Cassegrain au foyer coudé, on est obligé de manipuler de grands éléments optiques comme les miroirs secondaires avec les risques que cela comporte, ce qui pénalise, entre autre, le temps d'observation.

Pour des raisons pratiques les distances du miroir secondaire au foyer Nasmyth et au foyer Cassegrain diffèrent de 2,5 m, la combinaison optique n'est donc pas optimum pour la position au foyer Cassegrain. En particulier une importante aberration sphérique est introduite

par cette modification de la combinaison optique. Elle est compensée en déformant le miroir primaire avec le support actif du miroir, néanmoins il subsiste une légère aberration de coma laissant quand même un champ acceptable de 15' (15 minutes d'arc).

Pour l'observation au foyer Cassegrain le miroir tertiaire est déplacé dans le plan vertical sans obstruer le faisceau. A tout instant on peut placer de l'instrumentation à l'un des quatre foyers du télescope, en déplaçant rapidement et simplement des petits éléments. Ceci est particulièrement important quand les conditions atmosphériques évoluent dans la nuit. Il devient alors possible d'observer une partie de la nuit avec des instruments placés au foyer Cassegrain, et de basculer rapidement l'observation vers le foyer Nasmyth ou coudé, où peut être situé, par exemple un spectrographe moins sensible à la dégradation des conditions atmosphériques. Cette flexibilité permet de ne pas trop perdre de "temps de télescope" sur la durée d'un programme d'observation planifié et fixé longtemps à l'avance par un comité.

De plus, pour rendre moins rigide la planification des observations, les observateurs resteront à leurs bureaux dans leurs universités ou instituts, leur permettant d'obtenir à travers un ordinateur et le réseau Internet le contrôle du VLT et de l'instrumentation, de rapatrier les données de l'observation sur leurs ordinateurs pour un traitement ultérieur.

Les miroirs secondaires sont conçus pour corriger rapidement les erreurs de guidage et de travailler dans un mode vibratoire pour les observations dans l'infrarouge. Le mode vibratoire en infrarouge est une technique utilisée pour annuler le fond du ciel qui est habituellement plus lumineux que l'objet que l'on observe. Dans cette technique le miroir secondaire oscille (fréquence de 0,1 à 5 Hertz, amplitude de 30") entre deux positions et le détecteur voit alternativement l'objet et le ciel. En soustrayant l'un des deux signaux on est capable d'annuler le fond du ciel et de percevoir l'objet par ce procédé. Les miroirs secondaires en béryllium sont d'une structure légère (environ 50 Kgs), avec un diamètre de 1,126 m.

Les miroirs tertiaires sont plans, d'une dimension de 0,89 \* 1,26 m. Ces derniers possèdent deux positions de 45° à l'axe principal du télescope, permettant d'atteindre les foyers Nasmyth et restent en position parallèle à l'axe quand le foyer Cassegrain est utilisé. Le miroir tertiaire est monté sur la cellule du miroir primaire.

Chaque télescope a un foyer coudé par deux chemins optiques symétriques. Chaque chemin optique consiste, en un miroir placé avant le foyer Nasmyth, de deux miroirs relais elliptiques, et de deux miroirs plans. Le système optique est optimisé pour limiter les effets de polarisation, et pour obtenir une image de la pupille de dimension adéquate placée sur le dernier miroir plan (déformable par le système de l'optique adaptative), utilisé pour les hautes résolutions spatiales au foyer coudé. Les deux faisceaux sont optimisés, l'un pour le domaine spectral bleu s'étendant de 300 à 500 nm par des dépôts multicouches diélectriques sur les miroirs; l'autre pour un domaine spectral rouge s'étendant de 500 nm à 20 microns par un dépôt d'argent sur la surface des miroirs.

La variété des observations astronomiques nécessite que les télescopes couvrent le domaine spectral de 300 nm jusqu'à au moins 13000 nm.. La bande 8-13  $\mu\text{m}$ . dite infrarouge thermique est très importante et elle est de plus bien transmise par l'atmosphère. Le traditionnel dépôt sous vide d'une couche réfléchissante sur un miroir en astronomie est l'aluminium. Il a l'avantage de se protéger lui-même contre la corrosion en couvrant un grand domaine spectral.

Mais son efficacité de réflexion dans le visible n'excède pas en pratique 85% après quelques jours à l'air. Ce qui fait qu'au foyer Nasmyth l'efficacité n'est plus que de 60%. La seule alternative à l'aluminium dans ce cas est l'argent, qui chimiquement n'est pas très résistant et nécessite une couche protectrice. L'argent n'est plus efficace au dessous de 400 nm. Cependant, il n'y a pas d'alternative crédible pour le moment au dépôt d'aluminium pour les grands miroirs primaires. Les dépôts modernes multicouches diélectriques ont maintenant une capacité de réflexion de près de 99% mais couvrent une partie limitée du spectre. Ils sont utilisés pour des éléments optiques de petites ou moyennes tailles dans l'instrumentation.

## **L'OPTIQUE ACTIVE.**

### **Le système de support du miroir.**

Les miroirs du VLT pèsent chacun 23,5 t. et comme ils sont très flexibles, il est nécessaire de les supporter axialement et latéralement.

### **Le support axial.**

Le système de support d'un miroir de télescope a toujours été un point très important de la qualité de l'image délivrée par l'instrument. Les premières expériences en ce domaine ont été effectuées par Léon Foucault vers 1850 avec, placée sous le miroir du télescope, une vessie de porc qu'il gonflait en fonction de l'angle zénithal de son télescope. Par la suite de nombreux astronomes et ingénieurs ont perfectionné cette première méthode, en particulier Ross, Grubb, Ritchey, A. Couder, Schewinger etc... Pour les miroirs VLT qui sont 250 fois plus flexibles que les miroirs de 3,5 à 4 m. de diamètre réalisés dans les années 70-80, le supportage axial est essentiel et compte tenu du fait que ces miroirs sont utilisés en mode actif le nombre de points de supportage doit être tel que:

- les défauts de basse fréquence, générés par la pesanteur quand le télescope se déplace, puissent être éliminés,
- les défauts de haute fréquence produits par la flexion et le cisaillement entre deux points de supportage ne dégradent pas l'image au delà des tolérances fixées.

Il y a évidemment un grand intérêt à réduire le nombre de vérins de supportage et si l'on compare les différents projets de télescopes de la classe de 8 m. on constate que ce nombre varie de 200 à 250 pour le "Subaru" japonais. Suite à une étude faite par le bureau de calcul de l'ESO, le nombre de vérins supports pour les miroirs de 8 m. du VLT a été fixé à 150. Ce nombre définit un espacement entre vérin de l'ordre de 60 cm. avec création d'une déflexion de la surface du miroir entre les points de supportage de 100 nm. (0,0001 mm.) crête-crête, soit un écart quadratique moyen de 26 nm..

Pour réduire ce défaut le bureau d'étude de l'ESO a suggéré d'appliquer des forces tangentielles sur la face arrière du miroir de manière à le tendre comme une peau. Le moyen suggéré était de doter chaque tête de vérin d'un cône dont la base serait collée sur le miroir. Après étude et calculs en éléments finis, la Sté. REOSC a proposé de munir chaque tête de vérin d'un tripode dont les pieds sont collés sur la face arrière du miroir. Le diamètre de base du tripode ainsi que l'angle des pattes avec la face arrière du miroir ont été optimisés par calcul en éléments finis.

L'action de ces tripodes se traduit par une réduction de la déflexion entre deux points supports à 26 nm. crête-crête avec un écart quadratique moyen de 7,5 nm. Ces résultats de calcul ont été vérifiés expérimentalement avec une incertitude de 5 nm. par des mesures interférométriques effectuées sur un miroir de 1,7 m. de diamètre équipé de ces tripodes et d'épaisseur identique à celle des miroirs de 8 m.

À partir des calculs effectués par REOSC, l'ESO a optimisé la position de chaque vérin et les forces à exercer. Les 150 vérins se répartissent en 6 couronnes de 1610, 2842, 4004, 5160, 6374, 7636 mm. de diamètre, comportant chacune 9, 15, 21, 27, 36 et 42 vérins supports. La force exercée par chaque vérin est en moyenne de 1570 N. à plus ou moins 30 N. près pour chaque vérin en fonction de la couronne considérée.

La force exercée par chaque vérin sur le dos du miroir est asservie par le système d'optique active décrit ci-après.

### **le support latéral.**

Pour les VLT, le support latéral est composé de 64 points de supportage et la force appliquée en ces points de supportage est située dans le plan tangent à la surface neutre du miroir. La force ainsi appliquée est produite par un vérin hydraulique poussant-tirant dont l'action est fonction de l'angle zénithal du télescope. L'action de ces vérins est nulle quand le télescope pointe le zénith, c'est à dire que son axe est vertical. Au contraire, quand l'axe est horizontal l'action des vérins est maximum et dans ce cas la somme des forces exercées dans la direction verticale est égale au poids du miroir soit 23,5 t.

### **Qu'est-ce que l'optique active?**

Depuis 300 ans, les télescopes à miroirs ont toujours été utilisés en mode passif, c'est-à-dire que le système optique est étudié, fabriqué et intégré dans l'instrument selon une méthode pré-déterminée et que cet ensemble ne peut être modifié que par une intervention extérieure.

Dans ce mode de fonctionnement la qualité optique dépend de la conception et du calcul du système optique et des défauts résiduels de la fabrication et du polissage des miroirs, tous défauts qui restent invariables.

En plus de ces défauts, la qualité optique dépend aussi du centrage de l'optique et aussi des erreurs de réglage du support du miroir primaire. Ces défauts qui sont variables en fonction du temps et des déplacements du télescope, ont toujours été importants mais avec les miroirs minces et flexibles des télescopes modernes, ils s'amplifieraient si aucune action corrective n'était pas introduite.

Cette nouvelle technique est appelée optique active et elle résulte des énormes progrès réalisés dans les ordinateurs et les récepteurs d'images. L'optique active apporte une amélioration considérable de la qualité d'image et, en plus, elle facilite le travail de l'opticien.

### **Les types de défauts d'un miroir utilisé en mode actif.**

Un télescope utilisé en mode d'optique active est équipé d'un système qui analyse la qualité d'image et qui corrige automatiquement le défaut constaté à la demande de l'utilisateur.

Dans le cas du VLT, la distance entre deux vérins est de 60 cm. ce qui autorise la correction, par l'action des vérins, des défauts de surface du miroir qui s'étendent sur au moins le double de la distance inter-vérin. Ces défauts sont appelés de basse fréquence spatiale par opposition aux défauts qui s'étendent sur moins de une ou deux distances inter-vérin: ceux-là sont appelés de haute fréquence spatiale.

Cette distinction est importante, car pour les très grands miroirs l'utilisation de l'optique active apporte un avantage supplémentaire qui est l'élargissement des tolérances de polissage relatives aux défauts de basses fréquences spatiales, comme par exemple les différents types d'astigmatisme et dans des limites plus étroites aux défauts de forme du profil du miroir. Par contre, les tolérances sur les défauts de hautes fréquences sont resserrées, car ceux-ci ont une influence notable sur la résolution.

### **Où l'optique rejoint la mécanique.**

Le cycle de correction d'un défaut du miroir comporte les séquences suivantes:

- identification par l'analyseur d'image du défaut du miroir à corriger,
  
- calcul par l'ordinateur de la variation de force à appliquer au miroir par certains vérins du support (plus l'ordre est élevé, plus l'excitation du mode exige une force importante qui croît comme le carré du rapport des ordres), ces vérins étant identifiés par l'ordinateur ou plus exactement par le programme tournant dans l'ordinateur,
  
- transmission de ces variations de forces au système d'asservissement des vérins qui exécutera ces ordres sur les vérins définis par le programme.

C'est donc par une action mécanique que l'on corrige un défaut optique. Quand on applique une force par exemple au dos d'un miroir, sa surface se déforme, mais selon une loi bien définie et qui correspond à un mode de vibration du miroir.

La détermination de ces modes de vibration dépend de la nature du matériau, du diamètre et de l'épaisseur du miroir. Plus l'ordre est élevé plus l'excitation du mode exige une force plus importante. Par exemple pour les miroirs du VLT, chacun des 150 vérins du support axial exerce une force d'environ 157 kg. ou plus exactement

de 1570 N. au dos du miroir afin d'annuler l'action de la pesanteur.

Une variation aléatoire de 1/1500 de l'action des vérins produit une déformation de la surface en selle de cheval appelée astigmatisme, dont l'amplitude maximum est de 600 nm. soit 0,0006 mm. Cette sensibilité aux déformations exige une grande précision du supportage du miroir dans le télescope soit entre le dix millième et le cent millième de l'action d'un vérin qui est de 1570 N.

### **Le calcul des variations de forces.**

Chacun des modes s'exprime mathématiquement par une formule dont la forme est la même pour tous les modes de vibrations, mais pour chaque mode la valeur des termes entrant dans cette forme varie et elle est, de plus, caractéristique du mode considéré. Par addition de tous ces termes on représente mathématiquement la forme de la surface du miroir.

Comme nous le verrons plus loin, le contrôle interférométrique de la surface du miroir donne une carte cotée à l'aide de lignes de niveaux tout à fait analogue à une carte d'Etat Major. Comme d'autre part, le système d'enregistrement de l'interférogramme qui est une caméra CCD nous permet de connaître la position d'un point choisi de la surface, nous disposons d'un fichier à 3 dimensions de la surface.

Par un calcul d'ajustement mathématique, on détermine la valeur de chaque terme entrant dans la formule de chaque mode de vibration, de manière à ce que leur somme reproduise les valeurs contenues dans le fichier de la surface. Il est évidemment impensable de faire un tel calcul manuellement et l'ordinateur seul rend possible une telle démarche.

Parallèlement à cette analyse de la surface du miroir, on calcule la forme de la surface sous l'action d'un champ de forces à l'aide d'un programme par éléments finis, c'est-à-dire que l'on décompose le volume du miroir en petits éléments cubiques par exemple, c'est ce que l'on appelle le modèle, et le programme calcule les solutions des 6 équations de condition d'équilibre qui régissent chacun des 8 sommets des éléments cubiques. Là aussi le recours à un ordinateur puissant et rapide est indispensable, car pour un modèle qui comporte 10000 éléments, c'est  $10000 * 8 * 6 = 480000$  équations qu'il faut résoudre.

Ces calculs par éléments finis restent quand même précis, et nous avons constaté que calculs théoriques et mesures expérimentales se recoupaient à quelque nanomètres près soient quelque millièmes de millimètres près. Une propriété intéressante de la décomposition en modes de vibrations est que lorsque on modifie la force exercée par chaque vérin pour corriger un mode donné, les autres modes ne sont pas modifiés.

De plus, pour corriger un mode on peut procéder par étapes successives en ajoutant ou soustrayant des variations de force à chaque vérin. Compte tenu des remarques précédentes et afin de simplifier les calculs de correction en cours de fonctionnement du télescope, on calcule pour chaque mode et jusqu'au seizième pour les miroirs du VLT, la variation de force à donner à chaque vérin pour obtenir une amplitude de défaut de par exemple 600 nm. pour chacun des modes

considérés. On établit ainsi une calibration. Ensuite après analyse de la surface à corriger, les variations de forces à appliquer au miroir sont simplement calculées de manière proportionnelle par rapport aux valeurs de calibration calculées une fois pour toutes.

## **L'optique adaptative**

L'optique adaptative est une technique dont le but consiste à compenser en temps réel la détérioration des images introduites par la turbulence atmosphérique.

### **La turbulence atmosphérique**

Les effets de la turbulence atmosphérique sur les images sont très complexes. En simplifiant, on considère l'atmosphère terrestre en perpétuel mouvement à des échelles différentes. Des mouvements de masses d'air importants à l'échelle continentale jusqu'à des petits mouvements de minuscules bulles d'air en passant par les vents de directions différentes suivant l'altitude, contribuent à la turbulence atmosphérique. Les masses d'air en mouvement ont des caractéristiques optiques différentes, principalement dues à leur différentes températures qui impliquent une variation de l'indice de réfraction de l'air (l'indice de réfraction  $n$  de l'air varie avec la pression  $P$  exprimée en millibars et la température  $T$  exprimée en degré Kelvin, suivant la relation approximative:  $n - 1 = 80 * 10^{-6} P/T$  ).

Les images sont ainsi continuellement déformées à travers les différentes couches d'air. Deux exemples peuvent être donnés: le premier lorsqu'on regarde par-dessus une étendue de bitume chauffé par le soleil en été (route, circuit de F1, pistes d'aviation), les images sont déformées et dansantes. Le deuxième lorsqu'on regarde les étoiles de nuit, celles-ci scintillent, d'autant plus qu'on les regarde près de l'horizon.

Un astronome est particulièrement sensible à la turbulence atmosphérique, qui du sol tente de former des images à partir de rayons lumineux ayant traversé des kilomètres d'atmosphère. En augmentant le grossissement des images et le pouvoir de résolution de l'instrument, l'astronome se heurte à la turbulence atmosphérique devenant une barrière infranchissable. Anéantir ou réduire cette dernière est un vieux rêve d'astronome. Contrairement à un télescope placé dans l'espace, la résolution des images d'un grand télescope au sol ne dépend pas du diamètre du miroir principal mais de la turbulence.

### **Résolution théorique d'un télescope**

La résolution théorique d'un télescope parfait, sans turbulence est attachée à sa limite de diffraction (taille angulaire de l'image d'une source ponctuelle placée à l'infini, formée au foyer du télescope). Une formule de l'optique théorique caractérise le diamètre de la tache de diffraction appelée aussi tache d'Airy:  $2,44\lambda/D$ , où  $D$  est le diamètre du miroir primaire du télescope et  $\lambda$  est la longueur d'onde (le pouvoir séparateur d'un télescope est égal à:  $1,22\lambda/D$ ). Ainsi pour un télescope de 8 m dans la lumière rouge visible du spectre on obtient une résolution théorique de 0,045" (seconde d'arc).

## Caractérisation de la turbulence

Pour caractériser la turbulence, le terme "seeing" est utilisé par les astronomes, qui est la largeur à mi-hauteur angulaire de l'image d'une source ponctuelle à une longueur d'onde donnée (en général  $0,5 \mu\text{m}$ ), déformée par la turbulence. Cette valeur dépend du site et varie au cours du temps en fonction des conditions atmosphériques pour ce site. C'est pour cela que les astronomes s'attachent à installer leurs observatoires sous les cieux les plus purs pour obtenir le meilleur "seeing". Hélas, c'est la valeur due à la turbulence, et non la valeur de la tache de diffraction (lié au diamètre du miroir principal du télescope) qui établit la résolution d'un télescope dont le diamètre du miroir dépasse les vingt à trente centimètres.

Prenons un site astronomique avec un "seeing" de  $0,5''$  dans le spectre visible ( $\lambda = 0,5 \mu\text{m}$ ), et un télescope de  $8 \text{ m}$  dont la largeur à mi-hauteur de sa tache de diffraction  $\lambda = 0,5 \mu\text{m}$  est égale à  $\lambda/D$  (environ  $0,018''$ ), cela nous donne une résolution 28 fois plus fine que le meilleur "seeing".

Un paramètre caractérise l'état de la turbulence atmosphérique, le diamètre de Fried :  $r_0$ . Pour un site astronomique, une turbulence et une longueur d'onde d'observation donnés,  $r_0$  est égal au diamètre d'un télescope qui ne subirait pas la turbulence et dont la qualité d'image est équivalente à celle d'un télescope avec un miroir de taille infinie qui lui subirait cette turbulence atmosphérique.

Le "seeing" est à peu près égal à  $\lambda/r_0$  à une longueur d'onde donnée, (en remplaçant le diamètre du télescope  $D$  par le diamètre de turbulence  $r_0$  dans la dernière relation que nous avons vu, on obtient la largeur à mi-hauteur d'une image d'un télescope parfait). Les télescopes plus grands que  $r_0$  sont donc limités par la turbulence atmosphérique.

Le diamètre de Fried ( $r_0$ ) est proportionnel à la longueur d'onde puissance six cinquièmes :  $r_0 = 6/5 \lambda^{5/6}$ . Avec un "seeing" moyen de  $1''$  à  $\lambda = 0,5 \mu\text{m}$  correspond un  $r_0$  de 10 centimètres, et avec un "seeing" excellent de  $0,3''$  le  $r_0$  atteint les 35 centimètres. Mais pour la même turbulence ("seeing" de  $0,3''$ ) à la longueur d'onde de  $4,75 \mu\text{m}$  (domaine d'onde de l'infrarouge), on obtient un  $r_0$  de 15 fois plus grand ( $5,21 \text{ m}$ ).

Donc, les observations en infrarouge ne sont pratiquement pas affectées par la turbulence atmosphérique, et justifie de ce fait l'élévation de grands télescopes dans le monde.

Le paramètre  $r_0$  caractérise la turbulence atmosphérique de manière spatiale, mais il faut aussi caractériser cette turbulence de manière temporelle, car les observations se pratiquent avec des temps de poses. Il y a une différence fondamentale entre les images courtes poses et les images longues poses.

On utilise donc le temps de cohérence  $t_0$ , qui est le temps le plus grand durant lequel, le front d'onde turbulent n'aura pratiquement pas évolué. Pour un modèle de turbulence monocouche on a  $t_0 = r_0/v$  où  $v$  est la vitesse de déplacement de la couche, par exemple dans le visible ( $\lambda = 0,5 \mu\text{m}$ ) avec un vent de  $20 \text{ m/s}$  et un  $r_0$  de  $5 \text{ cm}$ , on a un temps de cohérence de  $2,5$  millisecondes, ou avec un vent de  $5 \text{ m/s}$  et un  $r_0$  de  $35 \text{ cm}$  on obtient un temps de cohérence de  $70$  millisecondes. Le temps de cohérence dépend de la longueur d'onde comme  $r_0$ , ainsi les temps d'acquisition sont moins élevés dans l'infrarouge que dans le visible pour une turbulence identique.

