

Prospective pour l'instrumentation HRA post-VLTI - 2010 - 2020

Instruments possibles et besoins en R&D

Groupe de travail *Prospective ASHRA*  
Document préparé par Luc Arnold

Document du 30 mars 2001

## Table des matières

<b><u>GLOSSAIRE DES ACRYNOMES</u></b> .....	<b>5</b>
<b><u>1. INTRODUCTION</u></b> .....	<b>7</b>
<b><u>2. TROIS FAMILLES (OU CONCEPTS) D'INSTRUMENTS</u></b> .....	<b>7</b>
<b><u>3. LISTES DES CRITÈRES DE PERFORMANCE</u></b> .....	<b>7</b>
<b><u>4. DESCRIPTIONS DES DIFFÉRENTS CONCEPTS D'INSTRUMENTS</u></b> .....	<b>10</b>
4.1. <u>TÉLESCOPE MONOPUPILLE</u> .....	10
4.2. <u>INTERFÉROMÈTRE IMAGEUR DIRECT</u> .....	12
4.3. <u>INTERFÉROMÈTRE IMAGEUR PAR SYNTHÈSE D'OUVERTURE (SO)</u> .....	17
4.4. <u>SCHEMA DE SYNTHÈSE</u> .....	18
<b><u>5. COMPARAISON DES PERFORMANCES DES DIFFÉRENTS CONCEPTS</u></b> .....	<b>19</b>
5.1. <u>TABLEAU COMPARATIF</u> .....	19
5.2. <u>DISCUSSION DES PERFORMANCES DES DIFFÉRENTS CONCEPTS</u> .....	24
5.2.1. <u>Base et résolution spatiale</u> .....	24
5.2.2. <u>Géométrie</u> .....	24
5.2.3. <u>Imagerie</u> .....	24
5.2.4. <u>PSF ou réponse impulsionnelle</u> .....	25
5.2.5. <u>Champ et nombre d'éléments de résolution (ZOF et <math>N_r</math>)</u> .....	33
5.2.6. <u>Distance zénithale et couverture du ciel</u> .....	33
5.2.7. <u>Sensibilité : magnitude limite</u> .....	35
5.2.8. <u>Dynamique photométrique</u> .....	46
5.2.9. <u>Instrumentation focale</u> .....	46
<b><u>6. SPÉCIFICITÉ DE L'ESPACE (OU DU STRATOSPHERIQUE)</u></b> .....	<b>51</b>
<b><u>7. CONTRAINTES TECHNIQUES - ÉLÉMENTS POUR UNE COMPARAISON 'SYSTÈME'</u></b> .....	<b>51</b>
7.1. <u>TABLEAU COMPARATIF</u> .....	51
7.2. <u>DISCUSSIONS DES CONTRAINTES TECHNIQUES</u> .....	57
7.2.1. <u>Base et site</u> .....	57
7.2.2. <u>Aspects mécaniques</u> .....	57
7.2.3. <u>Optique active et adaptative</u> .....	57
7.2.4. <u>Autres aspects optiques</u> .....	57
7.2.5. <u>Observation: calibration et reconstruction d'image</u> .....	58
7.2.6. <u>Vie de l'instrument: évolution, maintenance, gestion</u> .....	58
7.2.7. <u>Coût</u> .....	58
7.3. <u>IDENTIFICATION DES CLÉS TECHNOLOGIQUES</u> .....	58
7.3.1. <u>Optique adaptative AO/MCAO et miroirs déformables adaptatifs</u> .....	58
7.3.2. <u>Laser pour AO</u> .....	59
7.3.3. <u>Substrats possibles pour les grandes mosaïques de miroirs</u> .....	59
7.3.4. <u>Matériaux réfractifs</u> .....	59
7.3.5. <u>Optique active</u> .....	60
7.3.6. <u>Polissage actif</u> .....	60
7.3.7. <u>Compensateurs de différence de marche 1D ou 2D: LAR</u> .....	60
7.3.8. <u>Recombineurs</u> .....	60

<a href="#">7.3.9.</a>	<a href="#">Fibres optiques</a>	60
<a href="#">7.3.10.</a>	<a href="#">Technologie ballon</a>	60
<a href="#">7.3.11.</a>	<a href="#">Interféromètre dans l'espace: free-flyer et contrôle d'attitude</a>	61
<a href="#">7.3.12.</a>	<a href="#">Mise en phase et métrologie du cm au nm</a>	61
<a href="#">7.3.13.</a>	<a href="#">Miroirs membranes pour l'espace</a>	61
<a href="#">7.3.14.</a>	<a href="#">Mise en phase de miroir segmenté</a>	61
<a href="#">7.3.15.</a>	<a href="#">Structures actives ou adaptatives, monture géante, matériaux structuraux</a>	61
<a href="#">7.3.16.</a>	<a href="#">Monture de télescope pour l'interférométrie</a>	62
<a href="#">7.3.17.</a>	<a href="#">Turbulence instrumentale, effets du vent sur M1</a>	62
<a href="#">7.3.18.</a>	<a href="#">Caractérisation du site au sol</a>	62
<a href="#">7.3.19.</a>	<a href="#">Compensateur de dispersion atmosphérique</a>	62
<a href="#">7.3.20.</a>	<a href="#">Fond thermique en IR</a>	62
<a href="#">7.3.21.</a>	<a href="#">DéTECTEURS: 3D (xy lambda, xyt), visible, IR, etc.</a>	62
<a href="#">7.3.22.</a>	<a href="#">Instrumentation focale</a>	63
<a href="#">7.3.23.</a>	<a href="#">Coronographie</a>	63
<a href="#">7.3.24.</a>	<a href="#">Reconsidération de l'interférométrie hétérodyne</a>	63
<a href="#">7.3.25.</a>	<a href="#">Reconstruction d'image en interférométrie</a>	63
<b>8.</b>	<b><u>CONCLUSION</u></b>	<b>64</b>
	<b><u>BIBLIOGRAPHIE</u></b>	<b>67</b>
	<b><u>ANNEXE A: OWL, MONOPUPILLE SOL (D'APRÈS DOCUMENT M. FERRARI)</u></b>	
	<b>69</b>	
<a href="#">A.1</a>	<a href="#">CONCEPT ET OBJECTIFS</a>	69
<a href="#">A.2</a>	<a href="#">DESIGN OPTIQUE</a>	69
<a href="#">A.3</a>	<a href="#">QUELQUES EXEMPLES DE SCIENCE POSSIBLE</a>	70
<a href="#">A.4</a>	<a href="#">OPTIQUE ADAPTATIVE</a>	70
<a href="#">A.5</a>	<a href="#">ETUDES EN COURS</a>	72
	<b><u>ANNEXE B: NGCFHT, MONOPUPILLE SOL (DOCUMENT D. BURGARELLA)</u></b>	<b>73</b>
<a href="#">B.1</a>	<a href="#">SPÉCIFICATIONS</a>	73
<a href="#">B.2</a>	<a href="#">CONCEPT OPTIQUE</a>	73
<a href="#">B.3</a>	<a href="#">DÉFINITION DU PLAN FOCAL</a>	76
<a href="#">B.4</a>	<a href="#">QUELQUES TECHNOLOGIES-CLEFS</a>	77
<a href="#">B.5</a>	<a href="#">PLANNING</a>	78
<a href="#">B.6</a>	<a href="#">DIMENSION DU MIROIR PRIMAIRE</a>	79
	<b><u>ANNEXE C: NGCFHT, PROPOSITIONS CANADIENNE ET HAWAIIENNE</u></b>	<b>80</b>
<a href="#">C.1</a>	<a href="#">PROPOSITION CANADIENNE</a>	80
<a href="#">C.2</a>	<a href="#">PROPOSITION HAWAIIENNE</a>	81
	<b><u>ANNEXE D: FAST (MMT), MONOPUPILLE SOL (DOCUMENT L. ARNOLD)</u></b>	<b>82</b>
	<b><u>ANNEXE E: CARLINA, IMAGEUR DIRECT, HYPERTÉLESCOPE SOL (DOCUMENT A. LABEYRIE)</u></b>	<b>85</b>
	<b><u>ANNEXE F: OVL AHT, IMAGEUR DIRECT, HYPERTÉLESCOPE SOL (DOCUMENT O. LARDIÈRE)</u></b>	<b>86</b>
	<b><u>ANNEXE G: OHANA, IMAGEUR SO (DOCUMENT G. PERRIN) : RECOMBINAISON INTERFÉROMÉTRIQUE DES GRANDS TÉLESCOPES DU SITE DU MAUNA KEA À HAWAÏ</u></b>	<b>88</b>

<u>G.1</u>	<u>PROJET GLOBAL</u> .....	88
<u>G.2</u>	<u>PARTENAIRES ET PHASES</u> .....	89
<u>G.3</u>	<u>DÉFIS TECHNIQUES</u> .....	90
<u>G.4</u>	<u>PERFORMANCES ANTICIPÉES</u> .....	90
<b><u>ANNEXE H:</u></b>	<b><u>RÉSEAUX DE 8M, IMAGEUR SO</u></b> .....	<b>92</b>
<b><u>ANNEXE I:</u></b>	<b><u>TPF ET DARWIN: INTERFÉROMÈTRE IMAGEUR DIRECT OU NULLER POUR L'ESPACE</u></b> .....	<b>93</b>

**Glossaire des acronymes**

AO	Adaptive Optics (optique adaptative)
AT	Auxiliary Telescope (VLTI)
BBAR	Broadband Anti-Reflective coating (traitement antireflet large bande)
BP	Bande Passante
CELT	California Extremely Large Telescope
ddl	degré de liberté
ddm	différence de marche optique
FAST	Filled Aperture Smart Telescope
FRR	Field to Resolution Ratio
HOF	High-Order Field
IFU	Integral Field Unit (spectro intégral de champ)
LAR	Ligne A Retard
LBT	Large Binocular Telescope
LGS	Laser Guide Star (étoile de référence laser pour l'AO)
LISA	Laser Interferometer Space Antenna
mas	milli-arc-seconde
MCAO	Multi Conjugate Adaptive Optics (optique adaptative multiconjuguée)
MMT	Multiple Mirror Telescope
MOEM	miroir Micro-Opto-Electro-Mécanique
NGS	Natural Guide Star (étoile de référence naturelle pour l'AO)
NGST	Next Generation Space Telescope
OVLAAHT	Optical Very Large Array - HyperTelescope
OWL	Overwhelmingly Large telescope
PSF	Point Spread Function
RC	Ritchey-Chrétien
resel	RESolution ELeMENT ( $\lambda/B$ )
S	rapport de Strehl
sqrt	square root
TBC	To Be Confirmed
TBD	To Be Defined
TPF	Terrestrial Planet Finder (NASA - Origin program)
UT	(Very Large Telescope) Unit Telescope (8m)
ZOF	Zero-Order Field

## Préambule

Les télescopes de la classe des 10 mètres sont maintenant en phase d'exploitation et les grands interféromètres type VLTI ou Keck vont entrer de manière imminente eux aussi en phase d'exploitation. Ils seront sans doute exploités de manière intense pendant dix à vingt ans. Le temps nécessaire pour envisager de tels outils, les concevoir et les réaliser est très long (plus de dix ans). Il est donc raisonnable de se demander dès maintenant quels seront leurs successeurs, d'autant plus que ceux-ci seront encore plus complexes et peut-être plus longs à voir le jour.

Dans ce contexte, l'Action Spécifique pour la haute Résolution Angulaire (ASHRA), dont une des missions est d'effectuer la prospective dans ce domaine, a souhaité en 2000 aborder la question des successeurs à nos télescopes actuels optiques et infrarouges. Le Conseil Scientifique de l'ASHRA a donc mandaté un groupe de travail ayant pour mission *d'identifier les grandes options de télescopes de prochaine génération, d'évaluer leurs performances et identifier leurs "points durs" technologiques, et de synthétiser ces travaux dans un document pouvant aider les communautés thématiques* qui auront, *in fine*, à se prononcer sur la pertinence de tel ou tel projet, et sans doute, à faire des choix. Le groupe délivre ce document, synthèse de plusieurs mois de réflexions au sein de la communauté.

L'ASHRA espère que ce document sera utile à une large communauté et permettra qu'une large discussion s'établisse entre "concepteurs" et "utilisateurs".

## **1. Introduction**

L'objet de ce document est d'identifier les différents types de grands instruments post-VLT et VLTI qui pourront être construits d'ici 2010 ou 2020 et de les comparer en termes de performances pour l'astrophysique et de contraintes vis-à-vis des choix techniques.

Ce travail est motivé par les nouveaux projets de très grands télescopes (30m ou plus) ou interféromètres, terrestres ou spatiaux, qui apparaissent depuis 3 ans environ. L'appel à idées pour le CFHT nouvelle génération (16m ou plus) se situe aussi dans ce cadre de réflexion.

Ce document n'a pas pour but de dégager des priorités entre les divers projets existants ou même entre les différentes options envisagées. Il doit être un outil de comparaison utile aux communautés thématiques astrophysiques. Il aidera aussi à définir des directions pour la R&D instrumentale en HRA.

Un glossaire en tout début de document donne la signification des acronymes.

Le chapitre 2 présente les grandes familles de télescopes identifiées et le chapitre 3 les critères de performances tels qu'ils sont généralement exprimés par les utilisateurs. Le chapitre 4 décrit plus en détail les diverses familles de télescopes et le chapitre 5 fait la synthèse sous forme de tableau et de notes, de leurs performances respectives. Certains aspects du chapitre 4 peuvent paraître trop techniques. Dans ce cas, il est suggéré de le passer et de passer directement au chapitre 5. Le chapitre 6 aborde la question de la spécificité de l'espace. Le chapitre 7 fait la synthèse des contraintes techniques relatives à ces familles de télescopes. Enfin, quelques remarques générales sont données en conclusion, chapitre 8.

Une annexe décrit à titre *d'information et d'exemples* quelques projets ayant émergé au cours des dernières années. Le lecteur pourra s'y reporter lorsque ces projets sont évoqués au cours du document.

## **2. Trois familles (ou concepts) d'instruments**

Les différents instruments auxquels on peut penser peuvent être regroupés en 3 grandes familles.

- Télescope monopupille
- Interféromètre imageur direct
- Interféromètre imageur indirect par synthèse d'ouverture

Ces trois types d'instruments sont décrits en détail dans le chapitre 4.

On fait l'hypothèse qu'ils sont limités par la diffraction, donc qu'ils sont tous équipés d'optique adaptative (AO), éventuellement multiconjuguée (MCAO) permettant d'atteindre un Strehl > 20% ou plus, qu'ils soient indifféremment au sol ou dans l'espace.

## **3. Listes des critères de performance**

Les divers critères de performance retenus sont les suivants:

- Résolution spatiale :  $\lambda/B$  (figure 1).

- Capacité d'imagerie : au sens imagerie directe versus synthèse d'ouverture ; nombre d'éléments de résolution (resel) dans l'image. Caractéristiques de la PSF.
- Champ 'direct' ou restructurable.
- Couverture du ciel: distance zénithale maxi, utilisation de NGS ou LGS avec AO ou MCAO.
- Sensibilité : magnitude limite, versus les paramètres habituels (fond de ciel, surface collectrice, rendement quantique, etc) et versus le rapport de Strehl donné par l'OA.
- Dynamique photométrique : possibilité d'imagerie à haute dynamique (coronographie, etc).
- Domaine spectral accessible : de V à N (10.2 microns) au moins, U, +UV accessible dans le cas d'un instrument spatial.
- Instrumentation focale: résolution spectrale et spatiale, sensibilité.
- Modularité de l'instrument (possibilité d'évolution dans le temps: base, surface collectrice, instrumentation focale)
- Versatilité de l'instrument: satisfaire des programmes scientifiques différents.

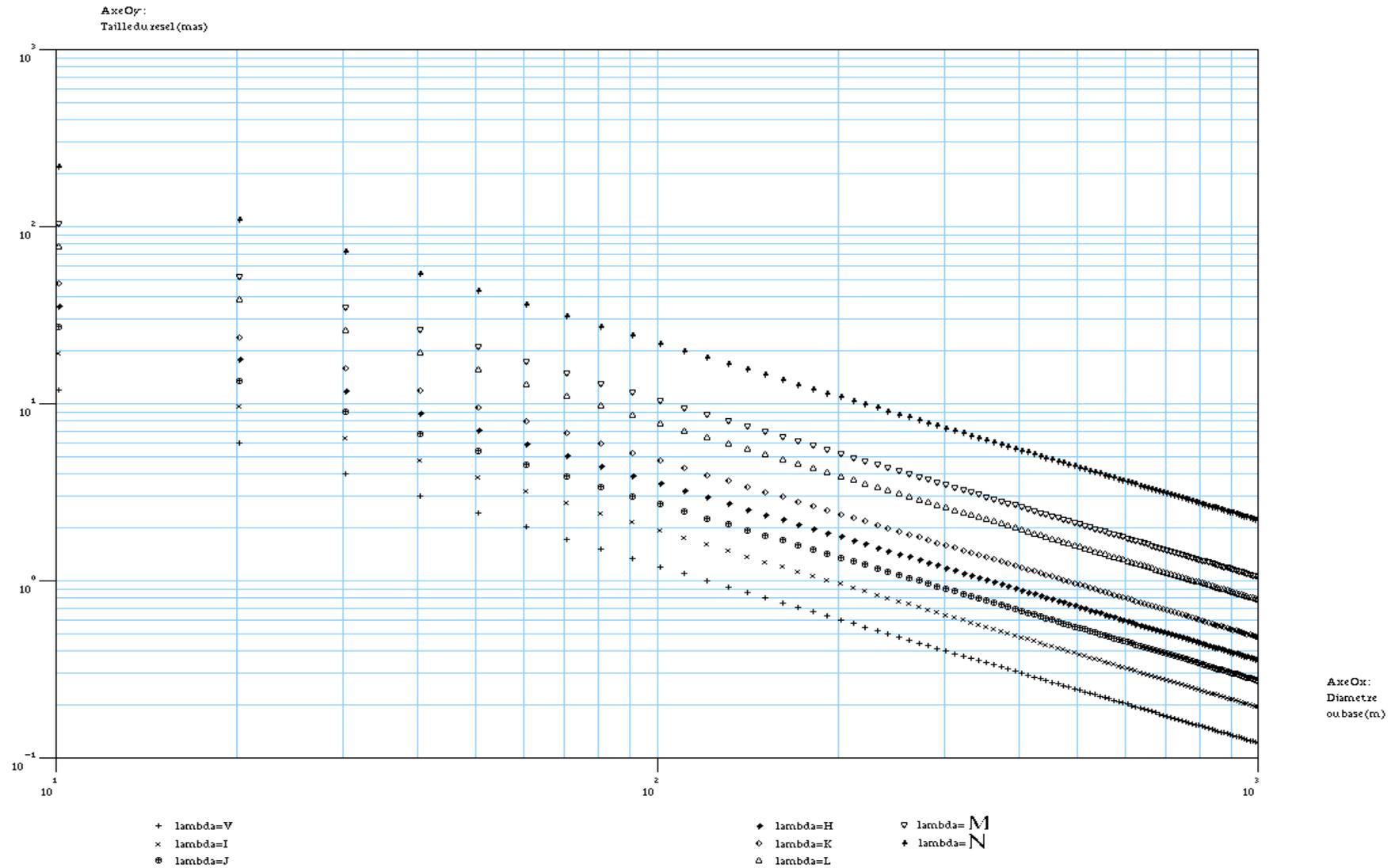


Figure 1 : Dimension angulaire (en mas) de l'élément de résolution  $\lambda/B$  (resel brut, c'est-à-dire ici plus petit resel possible après reconstruction d'image) en fonction de la base B pour différentes longueurs d'onde de V à N.

## **4. Descriptions des différents concepts d'instruments**

### **4.1. Télescope monopupille**

On considère un télescope dont le miroir géant, de diamètre  $D = 30$  à  $100\text{m}$ , est une mosaïque de segments hexagonaux adjacents. On parle d'instrument à pupille connexe ou d'instrument monopupille. Le primaire du Keck est un exemple de mosaïque (les segments sont distants quelques mm, et la pupille n'est pas *rigoureusement* connexe – cela se repercute sur le profil de la PSF).

On envisage aussi le cas où le miroir est composé de miroirs circulaires quasi-adjacents, ne donnant une pupille pas complètement pleine ou connexe (genre MMT ou LBT). Mais dans ce dernier cas, on considère ici une recombinaison *type Fizeau*, c'est-à-dire une combinaison (ou recombinaison) optique transportant homothétiquement la pupille d'entrée vers la pupille de sortie. C'est le cas des télescopes classiques, et ce mode de recombinaison fournit un champ de l'ordre de la minute d'arc (qui peut être corrigé par MCAO).

La pupille n'est que très faiblement diluée et la figure de diffraction reste proche de la figure d'Airy de la pupille circulaire connexe d'un télescope habituel. La fonction de transfert reste compacte (c'est-à-dire pas de trou entre 0 et  $D/\lambda$ ). Cet instrument est bien adapté à l'imagerie à haute dynamique en utilisant des techniques de coronographie d'amplitude ou de phase (Riaud et al. 2001), *dark speckle* (Labeyrie 1995, Boccaletti et al. 1998), *dark hole* (Malbet et al. 1995).

Les magnitudes limites sont estimées en fonction du rapport de Strehl obtenue avec l'AO et en fonction du diamètre. Par exemple, on obtient  $V=35$  en 1000s à  $\text{SNR}=5$  pour un télescope de  $100\text{m}$  et un rapport de Strehl=0.5, mais seulement 28.5 sans AO (figure 2). La magnitude limite dans d'autres bandes photométriques jusqu'à N est calculée dans la section 5.2. Pour mémoire, sans AO et en présence de turbulence, le rapport de Strehl vaut (Fried 1993)  $(r_0/D)^2$ , soit  $10^{-5}$  ou  $10^{-6}$ .

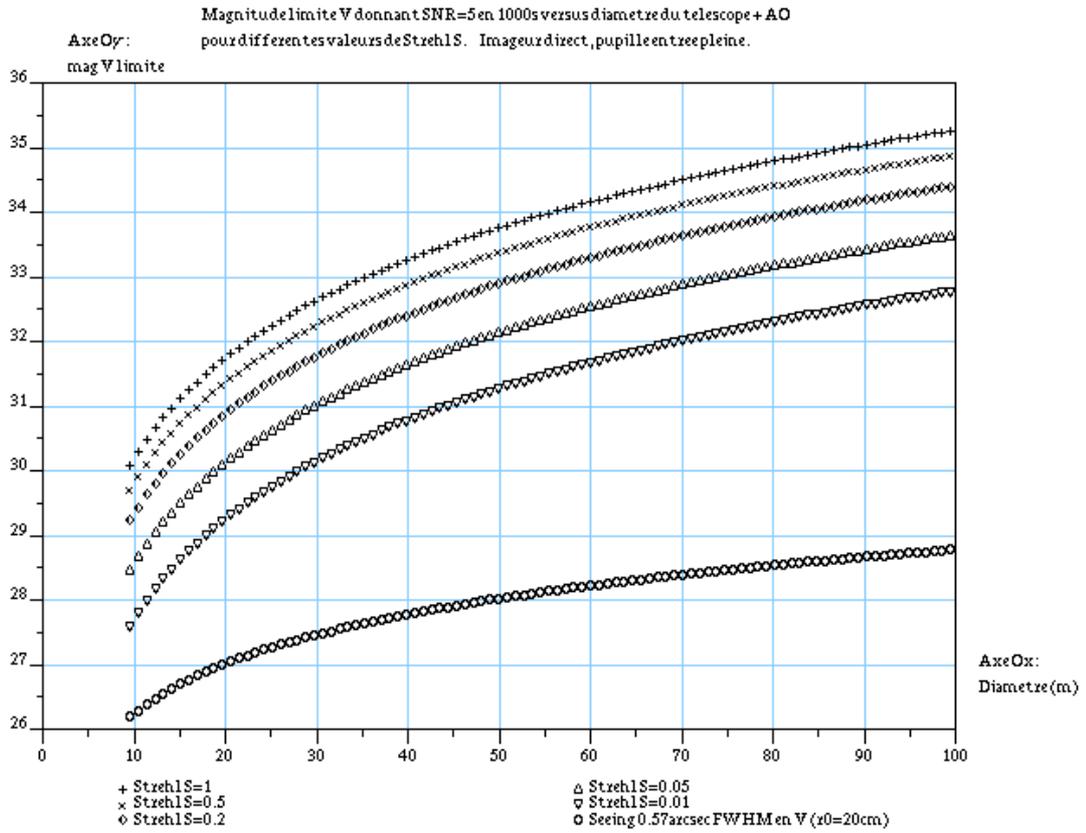


Figure 2 : Magnitude limite V pour un télescope monopupille avec et sans AO, versus le diamètre et le rapport de Strehl. L'ensemble des paramètres utilisés dans cette simulation : tableau 5.2.1.

## 4.2. Interféromètre imageur direct

Cet instrument est caractérisé par sa pupille d'entrée qui peut être très diluée. Elle est composée de  $N$  miroirs (ou sous-pupilles) de diamètre  $d$ , répartis sur une surface de diamètre (ou base)  $B$ . On définit la dilution surfacique  $c$  de la surface  $c=N*d^2/B^2$ .

On envisage ici des pupilles avec  $c=10^{-1}$  à  $10^{-4}$  et des bases de 100 à 1000m, soit  $N$  de quelques 100 à quelques 10000 pour  $d$  de l'ordre du mètre. Des bases de plusieurs km sont peut-être envisageables dans l'espace.

Le mode de recombinaison est du type *Michelson pupille densifiée*, ou *hypertélescope* (Labeyrie 1996, Gillet et al 2001). Ce mode de recombinaison ne transporte plus la pupille homothétiquement. Le transport se fait via deux homothéties distinctes, l'une pour les bases, l'autre pour les sous-pupilles.

Un hypertélescope permet malgré tout d'obtenir *directement* au foyer de l'interféromètre une *image* de l'objet observé. Considérons d'abord une pupille de sortie homothétique à celle d'entrée (mode Fizeau). On ne parle pas encore de densification. Si la pupille d'entrée de l'instrument est représentée par la *convolution* entre un ensemble *fini* de pics de Dirac distants de  $s$  entre les sous-ouvertures réparties sur une base  $B$  et une sous-ouverture de diamètre  $d$ , alors l'image est obtenue par la *multiplication* du module au carré de la TF des pics de Dirac par le module au carré de la TF de la sous-ouverture. Si la pupille est redondante, on a un ensemble de pics de largeur  $\lambda/B$  espacés de  $\lambda/s$  qu'on appellera la *fonction d'interférence* ou *fonction réseau*. Cette fonction est multiplié par une tache d'Airy qu'on appellera l'*enveloppe* de largeur  $\lambda/d$ . Si la pupille n'est pas redondante, la fonction d'interférence présente alors un seul pic principal entouré de speckles.

Ceci est toujours vrai et décrit l'image *monochromatique* en mode Fizeau : l'image d'une source sur l'axe est donc un ensemble de pics ou de speckles de largeur  $\lambda/B$ , distants de  $\lambda/s$  s'il y a redondance, et multiplié par l'enveloppe  $\lambda/d$ . Vue du ciel, l'enveloppe  $\lambda/d$  est plus grande que  $\lambda/s$ , par exemple 10x en diamètre si on a des miroirs de 1m placés tous les 10m.

En lumière blanche, l'image Fizeau montre un pic d'interférence blanc au centre et des petits spectres radiaux dans l'enveloppe de la sous-ouverture (donc essentiellement dans un disque de diamètre  $\lambda/d$ ), spectres d'autant plus dispersés qu'ils sont loin de l'axe.

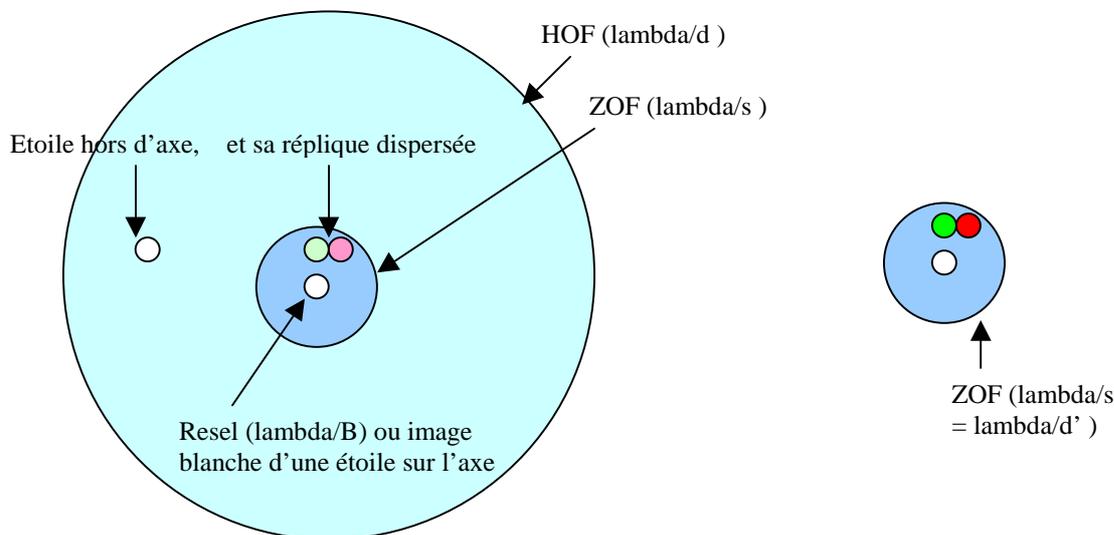
Considérons maintenant le cas de l'hypertélescope : la pupille de sortie est *densifiée*, voire pleine : on agrandit optiquement les sous-ouvertures jusqu'à les rendre jointives au maximum. La pupille de sortie ne peut être pleine que pour des pupilles redondantes, sinon, on n'a qu'une densification partielle. Après densification, le détecteur voit des sous-pupilles apparemment plus grande, de diamètre  $d'=s > d$  si la pupille est redondante. Par conséquent, la fonction d'enveloppe se contracte et l'hypertélescope fournit *un* pic d'interférence de largeur  $\lambda/B$  pour les sources à l'intérieur du champ de dimension  $\lambda/s$  sur le ciel. Ce champ est le ZOF, pour Zero-Order Field (Gillet et al. 2000). C'est le champ directement imagé sur le détecteur. L'énergie qui était partagée entre tous les pics de la fonction réseau contenus dans l'enveloppe  $\lambda/d$  se retrouve maintenant réinjectée dans le ZOF de diamètre  $\lambda/d'=\lambda/s$ . Le pic central voit son intensité augmenter du facteur de densification  $(s/d)^2$ , qui vaut 100 si on reprend la configuration

donnée en exemple au paragraphe précédent. Toute l'énergie de l'image Fizeau d'un objet se retrouve amplifiée dans le ZOF.

Combien y a-t-il de resels (éléments de résolution) dans le ZOF ? Par *resel*, on entend ici *resel brut*, c'est-à-dire l'élément de résolution  $\lambda/B$  le plus fin que peut fournir l'instrument. D'un point de vue plus général, un resel dans une image reconstruite peut être plus grand que  $\lambda/B$  en fonction des contraintes imposées à la reconstruction. Le nombre de resels est égal au nombre de visibilité mesurées, lui-même égal au nombre de bases disponibles (donc de l'ordre de  $N$  pour un pupille redondante, et  $N(N-1)/2$  pour une pupille non redondante).

Considérons encore une pupille redondante, formée de  $N$  sous-ouvertures placées sur une grille carrée de  $\sqrt{N}$  sous-ouverture de côté. La fonction réseau correspondante est formée d'un réseau de pics de dimension  $\lambda/B$ . Le ZOF ayant un diamètre de  $\lambda/s$ , il y a donc  $B/s = \sqrt{N}$  éléments de résolution sur le diamètre du ZOF. On montre que le ZOF est composé de  $\sim 1.8N$  resels bruts (figure 3) de dimension  $\lambda/B$ , bien sûr en accord avec le raisonnement du paragraphe ci-dessus.

Le champ sur le ciel défini par  $\lambda/d$  est le HOF pour High-Order Field (figure ci-dessous). Il est formé par le disque central de la fonction enveloppe, qui est la PSF d'une sous-ouverture. Ce champ s'étend en principe à l'infini car le champ en Fizeau n'est limité que par les aberrations hors de l'axe, mais en pratique les objets qui se trouvent au-delà de  $\lambda/d$  sont très atténués par la fonction enveloppe (sauf des objets très brillants). Le HOF représente donc un *champ de sensibilité* sur le ciel.



- A gauche, image sur le ciel d'un Fizeau. Le resel central représente l'image d'une source ponctuelle sur l'axe. Sur la gauche se trouve une étoile hors d'axe, dont une réplique se retrouve dans le ZOF sous la forme d'un spectre (ici en rouge et vert). Cette étoile hors d'axe produit  $\sim (s/d)^2$  répliques dispersées d'elle-même dans le HOF. Une seule se trouve dans le ZOF.

- A droite, image sur le ciel de l'hypertélescope. Le champ sur le ciel se limite au ZOF. Outre une image blanche d'un objet sur l'axe ou à l'intérieur du ZOF, il contient aussi une réplique dispersée, mais amplifiée en intensité par la densification, de chaque objet du HOF. La longueur, la position et l'orientation de ce spectre dans le ZOF permet en principe de repositionner l'objet dans le HOF. Le champ maxi *reconstructible* de l'hypertélescope est donc le HOF. Pour une pupille redondante, on a  $1.8N$  resels accessibles dans le ZOF, donc la reconstruction n'est possible que si le HOF contient moins de  $\sim N$  objets (champ peu encombré). Pour une pupille non redondante, la reconstruction est possible pour  $\sim N^2$  objets, une limitation déjà connue des radio-astronomes (voir texte).

Un objet du HOF produit une réplique dispersée de lui-même dans le ZOF (convolution de l'objet par la PSF, ici essentiellement une fonction réseau relative à notre pupille redondante). Ce petit spectre, s'il est unique dans le ZOF, se retrouve  $\sim(s/d)^2$  fois dans le HOF. La réplique est amplifiée par la densification de l'hypertélescope d'un facteur  $(s/d)^2$  dans le ZOF. Mesurées dans le ZOF, la longueur, la position et l'orientation de ce spectre permettent en principe de repositionner l'objet dans le HOF. Le champ *reconstructible* de l'hypertélescope a donc typiquement la dimension du HOF, le champ de sensibilité. Le champ reconstruit peut être plus grand que HOF simplement défini par  $\lambda/d$  sur le ciel, à condition que la source éloignée soit suffisamment brillante pour que sa réplique très dispersée soit encore identifiable dans le ZOF (autrement dit, il faut que sa signature dans la champ de sensibilité soit *sensible*).

Combien de spectres peuvent ainsi être dépliés pour reconstruire une image ? Autrement dit, combien d'objets au maximum peuvent se trouver dans le HOF pour reconstruire une image ? Pour une pupille redondante, le ZOF contient environ  $1.8N$  resels. Ces resels incluent les images blanches des objets du ZOF et les images dispersées des objets du HOF. On a donc dans le ZOF l'information de tout au plus  $\sim N$  objets reconstructibles. Si le HOF est encombré ( $>N$  objets), alors la présence des spectres dans le ZOF est un inconvénient pour la reconstruction d'une image. Par contre, dans la cas d'un HOF pauvre, les spectres dans le ZOF sont un avantage pour la reconstruction.

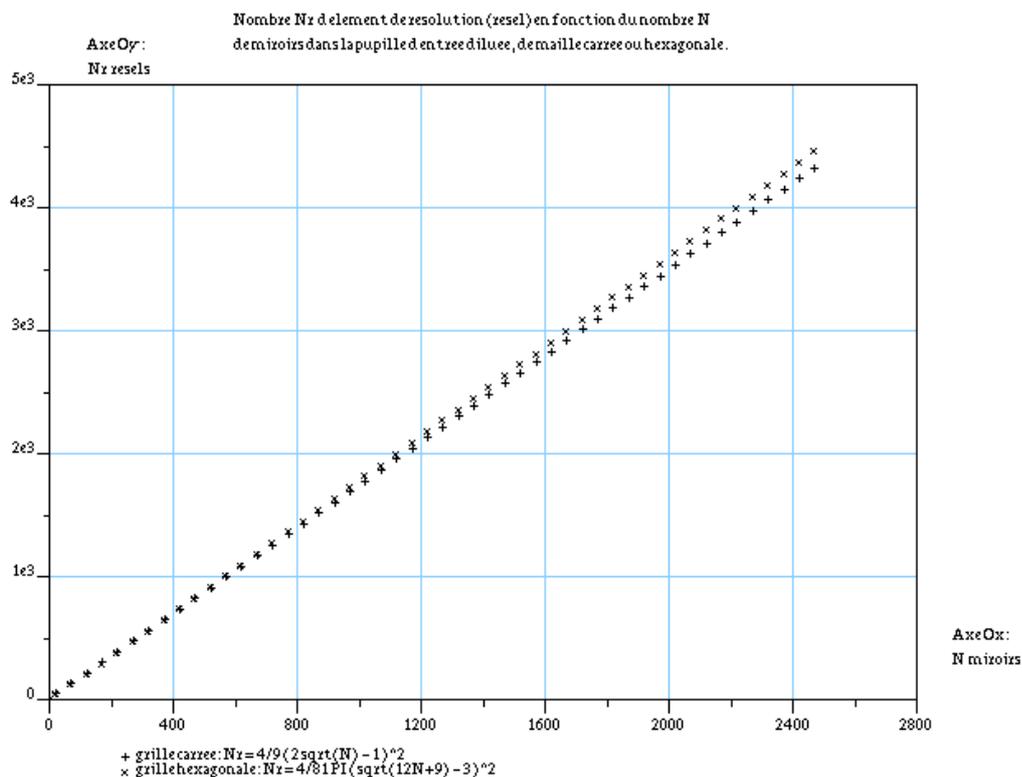
Dans le cas d'une pupille non redondante à  $N$  sous-ouvertures, la fonction réseau avec ses pics régulièrement espacés disparaît au profit d'une fonction avec un seul pic central entouré de speckles. Un objet sur l'axe forme une image, somme des  $N$  amplitudes complexes *en phase*, d'intensité proportionnelle à  $N^2$ . Hors d'axe, l'image devient la somme de  $N$  amplitudes complexes de phases *quasi aléatoires*, puisque la pupille est non redondante. L'amplitude complexe ne croît plus comme  $N$ , mais comme racine de  $N = \sqrt{N}$  (l'addition des vecteurs *amplitude complexe* dans un diagramme de Fresnel s'identifie à l'addition des vecteurs *déplacement* d'une *marche au hasard*). L'intensité dans ce cas est proportionnelle à  $N$ . Le rapport d'intensité entre le pic central et ses speckles environnants est donc  $N^2/N=N$ . Il faut donc  $N^2$  sources incohérentes dans le HOF pour générer un bruit de speckles  $\sqrt{N^2}=N$  fois plus fort qui sera comparable à l'intensité du pic central. Par conséquent, le nombre maximum de sources dans le HOF pour reconstruire une image dans le cas d'une pupille non redondante est  $\sim N^2$ , résultat connu des radio-astronomes.

Avec un hypertélescope à pupille redondante, on peut enregistrer plusieurs ZOF simultanément, à condition de dupliquer l'optique de densification (Labeyrie et al. 2001) et d'observer avec chacune des ZOF distants d'au moins  $\lambda/d$  sur le ciel. Ainsi, si ces champs sont peu encombrés (moins de  $N$  sources par HOF= $\lambda/d$ ) on peut en principe raccorder ces sous champs ZOF observés derrière chaque densifieur. Le champ reconstructible potentiel n'est alors que limité par le nombre d'optiques de densification, et bien sûr par la densité d'objets sur le ciel. Avec 10 optiques de densification, le champ reconstructible théorique peut atteindre 1 seconde d'arc carrée, avec des resels bruts de 0.1mas (image 10000x10000 pixels).

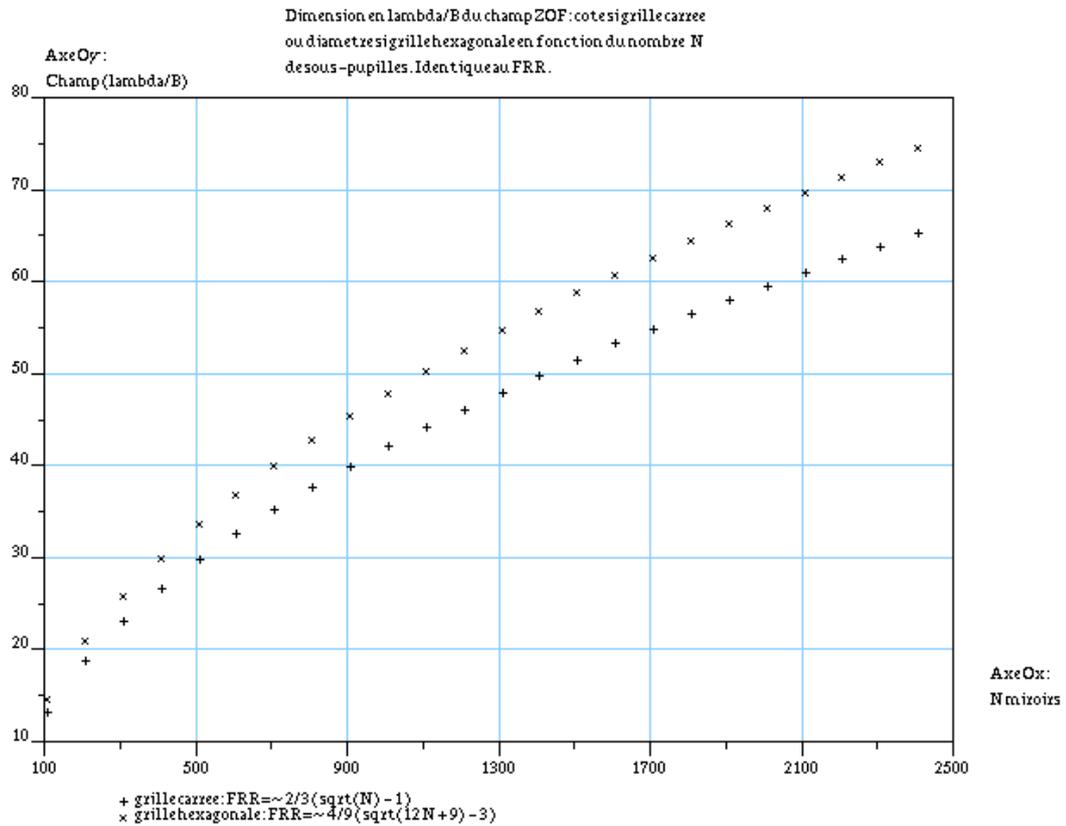
Du fait de ses propriétés d'imageur direct, donnant sur l'axe un pic contenant l'essentiel de l'énergie (PSF à un seul pic), un hypertélescope est adapté à l'imagerie à haute dynamique : d'amplitude ou de phase (Riaud et al. 2001), *dark speckle* (Labeyrie 1995, Boccaletti et al. 1998), *dark hole* (Malbet al et 1995). La coronographie sera d'autant plus efficace que la

pupille de sortie est pleine (densification maximale). Cette condition de pupille pleine est possible si les sous-pupilles d'entrée sont toutes identiques et posées sur un maillage régulier, carré ou hexagonal compact (maillage de triangles équilatéraux). D'autre part, l'imagerie à haute dynamique requiert que le champ HOF ne soit pas trop encombré (sinon la présence du spectre des objets du HOF dans le ZOF va *faire remonter le fond*).

A surface collectrice donnée, un hypertélescope atteint la même magnitude limite qu'un télescope monopupille, comme le montre la figure 5 par exemple en magnitude V. Prenons par exemple un hypertélescope de base 10 fois plus grande que le diamètre d'un télescope monopupille, mais de même surface collectrice. La dilution surfacique est donc 1/100. La tache d'Airy de l'hypertélescope est 100x plus petite en surface, donc le fond de ciel est 100x plus faible sur le resel. Mais comme la densification amplifie le signal au centre du ZOF d'un facteur 1/(dilution surfacique) = 100, le fond de ciel sur un resel remonte au même niveau que dans le cas du monopupille et la magnitude limite théorique est exactement la même pour les 2 instruments. La figure 5 illustre ce propos. D'autres figures donnent les magnitudes limites d'un hypertélescope jusqu'à 1000m de base et de dilution surfacique 1/100, pour les autres bandes photométriques (I à N) en section 5.2.



**Figures 3 :** Nombre de resels  $N_r$  en fonction du nombre  $N$  de sous-pupilles arrangées selon une grille carrée ou hexagonale. On considère ici que les sous-pupilles sont petites par rapport à la distance qui les sépare de leurs voisins (autrement dit, l'autocorrélation de la pupille, ou la fonction de transfert, est une forêt de Dirac). Pour la grille carrée,  $N_r$  est calculé par  $N_r = FRR^2$ , où  $FRR$  est le *Field to Resolution Ratio*, en adaptant l'expression du  $FRR$  donné par Lannes et al. 1994. On trouve que  $N_r = 4/9 * (2*\sqrt{N}-1)^2 \sim 1.78*N$  si  $N$  est grand. Pour la grille hexagonale,  $N_r = \pi/4 * FRR^2 = 4\pi/81 * (\sqrt{12N+9}-3)^2 \sim 1.86*N$  si  $N$  est grand.



**Figure 4 : Dimension angulaire (en unité  $\lambda/B$ ) du champ synthétisé en fonction du nombre  $N$  de sous-ouvertures: pour une grille carrée, le champ est un carré de côté  $FRR \cdot \lambda/B = \frac{2}{3} \cdot (2 \cdot \sqrt{N} - 1) \cdot \lambda/B$ . Si la pupille est une grille hexagonale, le champ est pratiquement circulaire de diamètre  $FRR \cdot \lambda/B = \frac{4}{9} \cdot (\sqrt{12N+9} - 3) \cdot \lambda/B$ .**

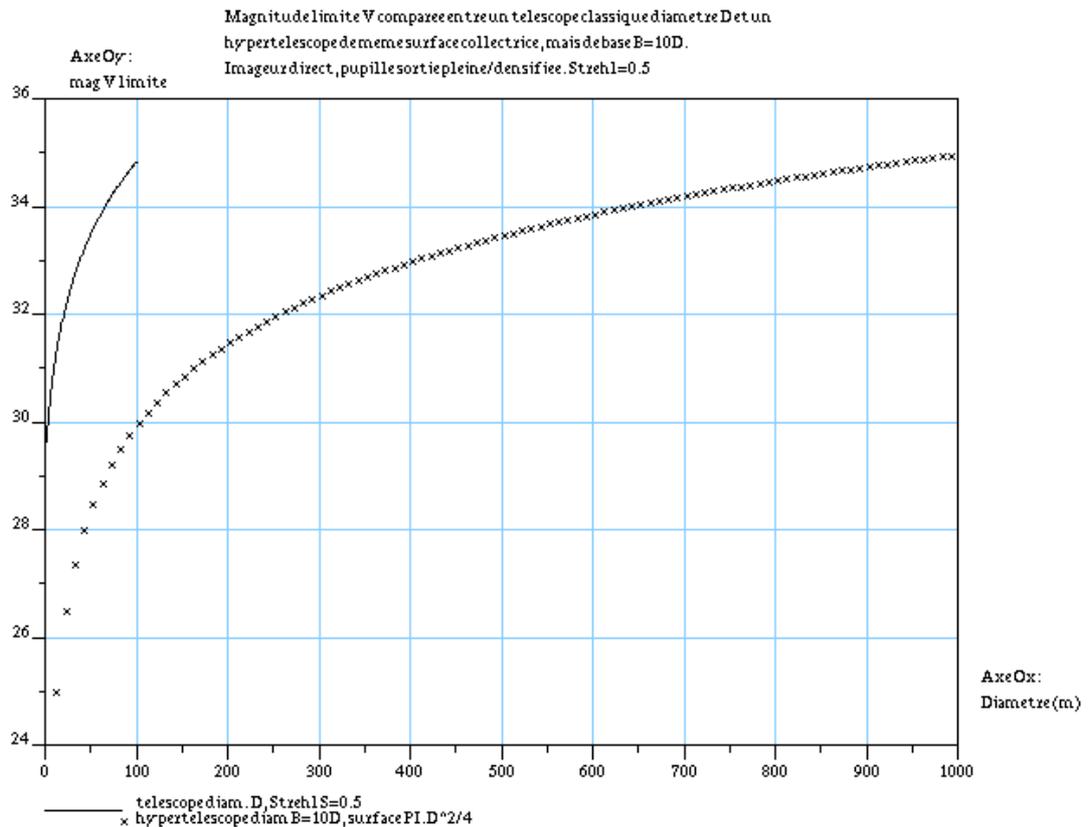


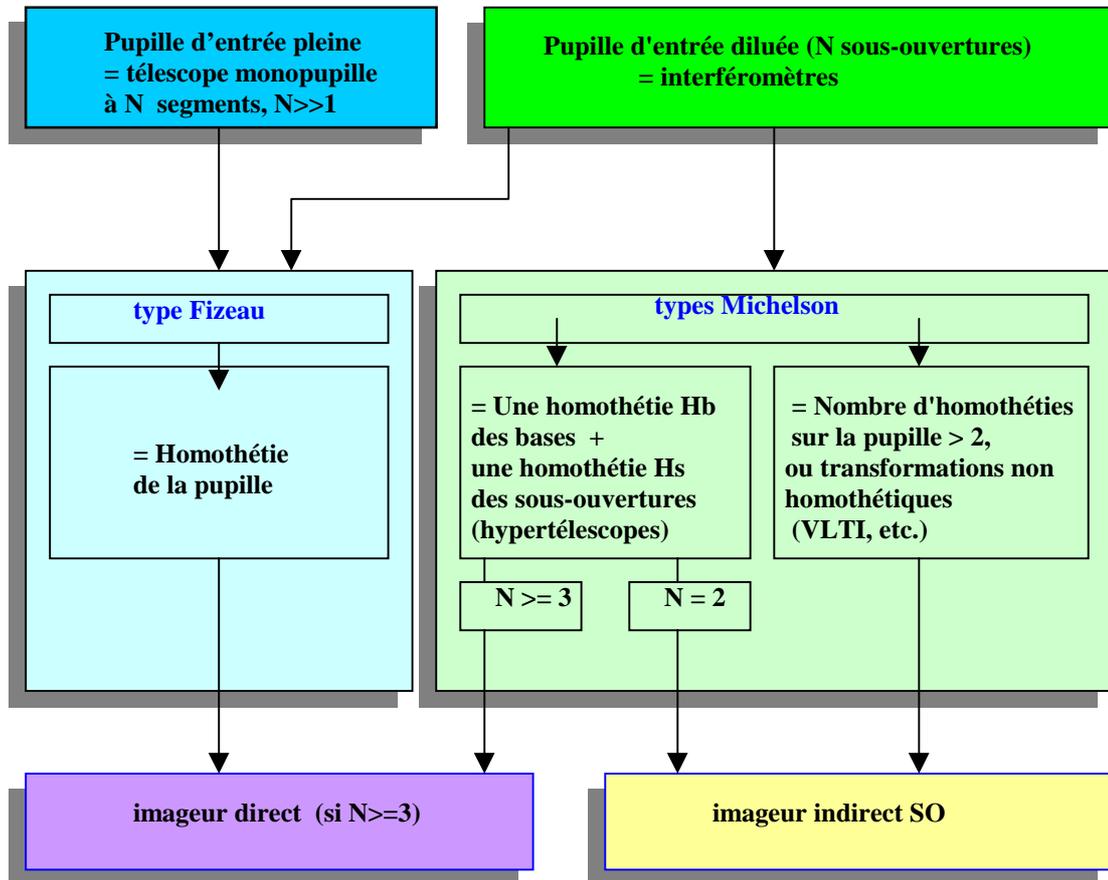
Figure 5 : Comparaison de la magnitude limite  $V$  pour un télescope monopupille et pour un hypertélescope de même surface collectrice, mais de base 10 fois plus grande (voir tableau 5.2.1).

### 4.3. Interféromètre imageur par synthèse d'ouverture (SO)

Cet instrument a une pupille d'entrée très diluée, ici 6 segments au minimum sur des bases pouvant aller à 1000m. Il ne fournit pas directement une image, car le transport de la pupille d'entrée vers la pupille de sortie se fait par plus de deux homothéties réelles ou complexes. En fait, la pupille de sortie n'est plus reliée à la pupille d'entrée par une relation géométrique simple. Les grandeurs observées ou mesurées sont des visibilité complexes au nombre de  $\sim N$  ou  $\sim N^2$ , et les images sont reconstruites sur un champ synthétisé contenant  $\sim N$  ou  $\sim N^2$  resels, selon que la pupille est redondante ou non redondante, respectivement. En pratique, des informations *a priori* sur l'objet observé (contraintes de support, positivité de l'image, etc.) permet d'élargir le champ synthétisé au-delà du ZOF.

Pour ces instruments, le nombre de sous-pupilles envisagées peut être faible ( $N=6$  à 36), mais les bases restent élevées, de 100 à 1000m au sol. On peut aussi étendre le nombre de télescopes à 150 pour atteindre la surface collectrice d'une monopupille de 100m.

**4.4. Schéma de synthèse**



## **5. Comparaison des performances des différents concepts**

### **5.1. Tableau comparatif**

Le contenu du tableau est commenté ligne par ligne dans la sous-section suivante.

Type d'instrument (sol ou espace)	Télescope Monopupille géant, imageur direct		Interféromètre imageur direct		Interféromètre imageur par SO	
<b>Diamètre (ou base) de M1 B</b>	$B = 30 \text{ m}$	$B = 100 \text{ m}$	$B = 100 \text{ m}$	$B = 1000 \text{ m}$	$B = 100 \text{ m}$	$B = 1000 \text{ m}$
<b>Résolution spatiale en V (avec AO au sol) = dimension du resel brut (<math>\lambda/B</math>)</b>	3 mas	1 mas	1 mas	0.1 mas	1 mas	0.1 mas
<b>Spécificité de l'espace: Base et résolution spatiale en UV</b>	B < ou = 100 m (Angel et al. 1999) Resel > 0.1 mas en UV (à $\lambda = 100 \text{ nm}$ )		Resel < 0.1 mas en UV pour $B > 100 \text{ m}$ à $\lambda = 100 \text{ nm}$			
<b>Géométrie de l'instrument: Dilution surfacique <math>c</math> de la pupille M1, Surface collectrice SC, Diamètre d'un segment <math>d</math>, Nombre <math>N</math> de segments dans M1</b>	$c = 0.5 \text{ à } 1$ $SC = 353 \text{ à } 707 \text{ m}^2$ $d = 2 \text{ à } 8 \text{ m}$ $N = 7 \text{ à } 225$  pour mémoire VLT-UT: $SC = 50 \text{ m}^2$	$c = 0.5 \text{ à } 1$ $SC = 3922 \text{ à } 7856 \text{ m}^2$ $d = 2 \text{ à } 8 \text{ m}$ $N = 78 \text{ à } 2500$	$c = 2.9 \times 10^{-2} \text{ à } 9 \times 10^{-2}$ $d = 0.6 \text{ à } 1 \text{ m}$  $d = 0.6 \text{ m}$ : $N = 800 \text{ à } 2500$ $SC = 226 \text{ à } 707 \text{ m}^2$  $d = 1 \text{ m}$ : $N = 450 \text{ à } 900$ $SC = 353 \text{ à } 707 \text{ m}^2$	$c = 4.5 \times 10^{-4} \text{ à } 10^{-2}$ $d = 0.6 \text{ à } 2 \text{ m}$  $d = 0.6 \text{ m}$ : $N = 1250 \text{ à } 27800$  $d = 1 \text{ m}$ : $N = 450 \text{ à } 10000$  $d = 2 \text{ m}$ : $N = 113 \text{ à } 2500$  $SC = 353 \text{ à } 7856 \text{ m}^2$	$c = 3.8 \times 10^{-2} \text{ à } 0.23$ $N = 6 \text{ à } 36$ $d = 8 \text{ m}$ $SC = 301 \text{ à } 1810 \text{ m}^2$	$c = 3.8 \times 10^{-4} \text{ à } 10^{-2}$ $N = 6 \text{ à } 156$ $d = 8 \text{ m}$ $SC = 301 \text{ à } 7841 \text{ m}^2$
<b>Spécificité de l'espace: géométrie de l'instrument</b>	$B < \text{ou} = 100 \text{ m}$ (Angel et al. 1999)		$N < \text{ou} = 36$ (TPF) $d < \text{ou} = 2 \text{ m}$ $SC < \text{ou} = 113 \text{ m}^2$ Telescopes <i>free-flyers</i> , $B = 100 \text{ m}$ (voire $> 1000 \text{ m}$ ?) pour IR thermique  $N < \text{ou} = 36$ (TPF) $d < \text{ou} = 1 \text{ m}$ ? $SC < \text{ou} = 30 \text{ m}^2$ ? Structure $B > 10 \text{ m}$ $B < 50 \text{ m}$ ? Pour V ou UV ? Pour IR jusqu'à 10.2 microns (N)			
<b>BP</b>	V à N					
<b>Spécificité de l'espace: BP</b>	UV (>100nm)					
<b>Imagerie,</b>	Imagerie directe	Imagerie directe	Imagerie directe	Imagerie directe	Imagerie par SO avec $\leq N(N-1)/2$ paramètres d'entrée,	Imagerie par SO avec $\leq N(N-1)/2$ paramètres d'entrée,
<b>Résolution temporelle</b>	'snapshot'	'snapshot'	'snapshot'	'snapshot'	heures ou jours, selon N	heures ou jours, selon N

Type d'instrument (sol ou espace)	Télescope Monopupille géant, imageur direct		Interféromètre imageur direct		Interféromètre imageur par SO	
<b>PSF</b> Intensité des anneaux (ou rebonds) brillants dans les directions de plus faible intensité : 1 <sup>er</sup> anneau ou rebond 2 <sup>nd</sup> anneau ou rebond 3 <sup>ième</sup> anneau ou rebond	Obstruction linéaire ~0.34 à ~0.15 8.e-2 à 2.e-2 2.e-3 à 7.e-4 3.e-3 à 4.e-4		Obstruction linéaire ~0 2.e-2 1.e-3 ~1.e-5		-	-
<b>Diamètre du ZOF et champ synthétisable</b>  <b>Resels sur le champ corrigé par MCAO en V (30''), ou sur le ZOF ou le champ synthétisable</b>  <b>Resels en imagerie limitée par la turbulence</b>	3 à 60 arc-min,  $N_r = 100 \times 10^6$  (FHWM=0.7'' sur 1°x1°) $N_r = 30 \times 10^6$	3 arc-min,  $N_r = 900 \times 10^6$	ZOF de 28 à 67 mas en V (***) Champ synthétisable par dépliement des spectres du ZOF : $N_r$ resels dans un diam. de HOF= 0.2''  $N_r \sim 1.8 N$ $N_r = 810$ à 4500	ZOF de 1.4 à 22 mas en V (***) Champ synthétisable par dépliement des spectres du ZOF : $N_r$ resels dans un diam. de HOF = 0.2''  $N_r \sim 1.8 N$ $N_r = 200$ à 50000	Champ synthétisable 2.5 à 6 mas + supersynthèse  $N_r \leq N(N-1)/2$ $N_r \leq 15$ à 630	Champ synthétisable 0.25 à 1.2 mas + supersynthèse  $N_r \leq N(N-1)/2$ $N_r \leq 15$ à 12090
<b>Distance zénithale</b>	>1 à 60°	>1 à 60°	0 à 45°(voire à 60°)	0 à 45°(voire à 60°)	>1 à 45°(voire à 60°)	>1 à 45°(voire à 60°)
<b>Couverture du ciel pointable (cs en %)</b>  <b>avec MCAO + NGSs</b>	En I : S=0.1, cs=30% J : S=0.4, cs=30% H : S=0.6, cs=30% K : S=0.8, cs=30% L : S=0.9, cs=30% M : S=0.97, cs=40% N : S=0.98, cs=95% CELT 30m (Dekany et el. 2000, voir texte)	En V: S=0.2, cs=20 à 100% (selon latitude gal.) En V: S=0.4, cs=10 à 70% En J : S=0.4, cs=0.1 à 100% En K : S>0.8, cs=10 à 100% OWL 100m (Le Louarn et al 2000)	Idem CELT ou OWL TBC	Idem CELT ou OWL TBC	Idem CELT ou OWL, ou mieux sans doute sur chaque 8m individuel ?	Idem CELT ou OWL, ou mieux sans doute sur chaque 8m individuel

Type d'instrument (sol ou espace)	Télescope Monopupille géant, imageur direct		Interféromètre imageur direct		Interféromètre imageur par SO
<b>Sensibilité avec AO: mag. limite par resel</b>  <b>Strehl = 0.5 de V à H Strehl = 1 de K à N</b>  <b>mag sont fet de N et d ou SC</b>	V = 31.4 à 32.2 I = 29.7 à 30.5 J = 27.4 à 28.1 H = 25.9 à 26.7 K = 24.4 à 25.2 L = 19.3 à 20.1 M = 17.7 à 18.5 N = 14.6 à 15.4	V = 34.0 à 34.8 I = 32.3 à 33.0 J = 30.0 à 30.8 H = 28.5 à 29.3 K = 27.0 à 27.8 L = 21.9 à 22.7 M = 20.4 à 21.1 N = 17.3 à 18.0	V = 30.9 à 32.2 I = 29.1 à 30.5 J = 26.8 à 28.1 H = 25.4 à 26.7 K = 23.9 à 25.2 L = 18.8 à 20.1 M = 17.2 à 18.5 N = 14.1 à 15.5	V = 31.4 à 34.8 I = 29.7 à 33.0 J = 27.4 à 30.8 H = 25.9 à 29.3 K = 24.4 à 27.8 L = 19.3 à 22.7 M = 17.7 à 21.1 N = 14.6 à 18.0	V = 26.3 I = 25.3 J = 23.7 H = 22.3 K = 20.8 L = 15.7 M = 14.2 N = 11.0  ➔ ici magnitudes pour 2 UT de 8m ➔ + transmission air+instrument de 0.35% (hors QE détecteur)
<b>Dynamique photométrique</b>	En K, S=0.8: 8 mag S=0.94, 10 mag à 3*lambda/D + coro 4Q (Rouan et al. 2000) (*)	En K, S=0.8: 8 mag S=0.94, 10 mag à 3*lambda/D + coro 4Q (Rouan et al. 2000) (*)	En K, S=0.8: 8 mag S=0.94, 10 mag à 3*lambda/D + coro 4Q (Rouan et al. 2000) (*)	En K, S=0.8: 8 mag S=0.94, 10 mag à 3*lambda/D + coro 4Q (Rouan et al. 2000) (*)	< 5.7 mag sur FLUOR < 5 mag sur IOTA (**)
<b>Instrumentation focale:</b>  <b>Sensibilité en spectroscopie Basse résolution (Res=200) (pose 1h, S/N=20)</b>	Res=200 V = 27.2 à 28.0, S=0.5 I = 26.4 à 27.2, S=0.5 J = 24.1 à 24.8, S=0.5 H = 22.7 à 23.5, S=0.5 K = 21.1 à 21.9, S=1 L = 15.9 à 16.7, S=1 M = 14.7 à 15.5, S=1 N = 11.2 à 11.9, S=1  Res=200, seeing limited V = 24.0 à 24.4 I = 22.9 à 23.3 J = 20.7 à 21.0 H = 19.5 à 19.9 K = 17.9 à 18.3 L = 13.4 à 13.8 M = 12.6 à 13.0 N = 10.0 à 10.3	Res=200 V = 29.9 à 30.6, S=0.5 I = 29.0 à 29.8, S=0.5 J = 26.1 à 27.4, S=0.5 H = 25.3 à 26.1, S=0.5 K = 23.7 à 24.5, S=1 L = 18.6 à 19.3, S=1 M = 17.4 à 18.1, S=1 N = 13.8 à 14.5, S=1  Res=200, seeing limited V = 25.3 à 25.7 I = 24.3 à 24.6 J = 21.9 à 22.3 H = 20.9 à 21.2 K = 19.2 à 19.6 L = 14.7 à 15.1 M = 13.9 à 14.3 N = 11.3 à 11.7	Res=200 V = 26.7 à 28.0, S=0.5 I = 25.8 à 27.2, S=0.5 J = 23.5 à 24.8, S=0.5 H = 22.1 à 23.5, S=0.5 K = 20.6 à 21.9, S=1 L = 15.4 à 16.7, S=1 M = 14.2 à 15.5, S=1 N = 10.6 à 11.9, S=1  Res=200, seeing limited V = 23.7 à 24.4 I = 22.7 à 23.3 J = 20.4 à 21.0 H = 19.3 à 19.9 K = 17.7 à 18.3 L = 13.2 à 13.8 M = 12.3 à 13.0 N = 9.7 à 10.3	Res=200 V = 27.2 à 30.6, S=0.5 I = 26.4 à 29.8, S=0.5 J = 24.1 à 27.4, S=0.5 H = 22.7 à 26.1, S=0.5 K = 21.1 à 24.5, S=1 L = 15.9 à 19.3, S=1 M = 14.7 à 18.1, S=1 N = 11.2 à 14.5, S=1  Res=200, seeing limited V = 24.0 à 25.7 I = 22.9 à 24.6 J = 20.7 à 22.3 H = 19.5 à 21.2 K = 17.9 à 19.6 L = 13.4 à 15.1 M = 12.6 à 14.3 N = 10.0 à 11.7	Res=200 V = 21.8, S=0.5 I = 21.4, S=0.5 J = 19.8, S=0.5 H = 19.0, S=0.5 K = 17.7, S=1 L = 12.6, S=1 M = 11.4, S=1 N = 7.8, S=1  ➔ ici magnitudes pour 2 UT de 8m ➔ + transmission air+instrument de 0.35% (hors QE détecteur)

Type d'instrument (sol ou espace)	Télescope Monopupille géant, imageur direct		Interféromètre imageur direct		Interféromètre imageur par SO	
<b>Instrumentation focale:</b>  <b>Sensibilité en spectroscopie Haute résolution (Res=5000) (pose 1h, S/N=20)</b>	Res=5000 V = 23.8 à 24.6, S=0.5 I = 23.3 à 24.0, S=0.5 J = 21.7 à 22.5, S=0.5 H = 20.7 à 21.5, S=0.5 K = 19.3 à 20.1, S=1 L = 14.2 à 15.0, S=1 M = 13.0 à 13.8, S=1 N = 9.4 à 10.2, S=1  Res=5000, seeing limited V = 22.2 à 22.6 I = 21.1 à 21.5 J = 18.9 à 19.3 H = 17.8 à 18.2 K = 16.2 à 16.6 L = 11.6 à 12.0 M = 10.8 à 11.2 N = 8.2 à 8.6	Res=5000 V = 26.4 à 27.2, S=0.5 I = 25.9 à 26.7, S=0.5 J = 24.4 à 25.1, S=0.5 H = 23.3 à 24.1, S=0.5 K = 22.0 à 22.7, S=1 L = 16.8 à 17.6, S=1 M = 15.6 à 16.4, S=1 N = 12.0 à 12.8, S=1  Res=5000, seeing limited V = 23.5 à 23.9 I = 22.5 à 22.9 J = 20.2 à 20.6 H = 19.1 à 19.5 K = 17.5 à 17.9 L = 13.0 à 13.3 M = 12.1 à 12.5 N = 9.5 à 9.9	Res=5000 V = 23.3 à 24.6, S=0.5 I = 22.8 à 24.0, S=0.5 J = 21.2 à 22.5, S=0.5 H = 20.2 à 21.5, S=0.5 K = 18.8 à 20.1, S=1 L = 13.7 à 15.0, S=1 M = 12.5 à 13.8, S=1 N = 8.9 à 10.2, S=1  Res=5000, seeing limited V = 21.9 à 22.6 I = 20.9 à 21.5 J = 18.6 à 19.3 H = 17.5 à 18.2 K = 15.9 à 16.6 L = 11.4 à 12.0 M = 10.6 à 11.2 N = 8.0 à 8.6	Res=5000 V = 23.8 à 27.2, S=0.5 I = 23.3 à 26.7, S=0.5 J = 21.7 à 25.1, S=0.5 H = 20.7 à 24.1, S=0.5 K = 19.3 à 22.7, S=1 L = 14.2 à 17.6, S=1 M = 13.0 à 16.4, S=1 N = 9.4 à 12.8, S=1  Res=5000, seeing limited V = 22.2 à 23.9 I = 21.1 à 22.9 J = 18.9 à 20.6 H = 17.8 à 19.5 K = 16.2 à 17.9 L = 11.6 à 13.3 M = 10.8 à 12.5 N = 8.2 à 9.9	Res=5000 V = 18.3, S=0.5 I = 17.8, S=0.5 J = 16.4, S=0.5 H = 15.9, S=0.5 K = 15.4, S=1 L = 10.9, S=1 M = 9.7, S=1 N = 6.0, S=1  → ici magnitudes pour 2 UT de 8m → + transmission air+instrument de 0.35% (hors QE détecteur)	
<b>Instrumentation focale:</b> (4pixels/resel, 16 bit/pixel)  <b>Pixels sur le champ corrigé par MCAO en V (30'') ou sur le ZOF Taille du détecteur en kilopixel</b>  <b>Resels en imagerie limitée par la turbulence</b>	$N_{px} = 400 \times 10^6$ Image de 6.4Gb Détecteur 20K x 20K  (FWHM=0.7'' sur 1°x1°) $N_{px} = 120 \times 10^6$ Image de 1.9Gb Détecteur 11K x 11K	$N_{px} = 3.6 \times 10^9$ Image de 58Gb Détecteur 60K x 60K	$N_{px} = 3240$ à 18000	$N_{px} = 800$ à 200000	$<N(N-1)/2$ détecteurs monopixel  Ou spectro-résolvant type G2T ?	$<N(N-1)/2$ détecteurs monopixel  Ou spectro-résolvant type G2T ?

- (\*) simulation de coronographie par Pierre Riaud pour des pupilles de sorties pleines (ou complètement densifiées), de symétrie hexagonale (Rouan et al. 2000).
- (\*\*) précision photométrique en bande K sur IOTA = 1% et sur FLUOR = 0.5% (G. Perrin, Thèse).
- (\*\*\*) champ pour une seule optique de densification.

## **5.2. Discussion des performances des différents concepts**

### **5.2.1. Base et résolution spatiale.**

La première ligne du tableau fixe le diamètre ou la base  $B$ . C'est un paramètre fondamental qui conditionne les performances de l'instrument en terme de résolution spatiale (seconde ligne). Dans le cas télescope monopupille, on choisit le diamètre de 30m comme le diamètre minimum. C'est la valeur envisagée pour NGCFHT (Burgarella et al. 2000). La borne supérieure est donnée par l'étude OWL de l'ESO de télescope 100m.

Pour les interféromètres, la base minimale considérée est 100m (le VLTI actuel) et 1000m pour la borne supérieure, soit un gain d'un ordre de grandeur en résolution par rapport aux projets de télescopes monopupilles.

### **5.2.2. Géométrie.**

On donne ici quelques paramètres de la pupille d'entrée : dilution surfacique  $c$ , nombre de segments  $N$ , diamètre des segments  $d$ , surface collectrice  $SC$ .

Dans le cas télescope monopupille, c'est  $c$  qui conditionne les paramètres. Cette dilution est comprise entre 0.5 et 1 pour avoir une PSF avec un pic central contenant l'essentiel de l'énergie. On en déduit ensuite la surface collectrice selon  $B$ , puis le nombre de segments  $N$  selon leur diamètre. La surface collectrice va de  $350\text{m}^2$  (7 UT) pour un 30m faiblement dilué, à  $7850\text{m}^2$  pour OWL (157 UT).

Ces surfaces collectrices servent de point de départ pour les interféromètres.

Pour les imageurs directs et pour la base la plus petite (100m), le minimum est fixé par la surface collectrice actuelle du VLTI (environ  $200\text{m}^2$ ) et le maximum est le même que pour un 30m monopupille ( $700\text{m}^2$ ). Pour  $B=1000\text{m}$ , on considère des surfaces collectrices allant du 30m faiblement diluée (7 UT) à celle d'un 100m plein (157 UT). Ces surfaces collectrices conditionnent  $c$ , puis avec  $d$ , on déduit finalement  $N$ .

Pour les imageurs indirects, on considère un réseau de télescope type 8m UT. Le nombre de télescopes est fixé à 6 au minimum (2 de plus seulement que le VLTI avec ses 4 UT) et 36 au maximum pour 100m de base. Ce dernier chiffre conduit à une surface collectrice de  $1800\text{m}^2$ . Pour les grandes bases, on envisage 156 UT au maximum, ce qui représenterait la même surface collectrice que pour une monopupille de 100m.

### **5.2.3. Imagerie.**

On précise les possibilités des instruments en imagerie, en faisant la distinction entre *imagerie directe*, si une image est directement obtenue au foyer de l'instrument, et *imagerie par SO* lorsque l'image est reconstruite *a posteriori* à partir de mesures de visibilité. Ces deux distinctions ont un effet sur la notion de résolution temporelle, ici le temps nécessaire pour obtenir une image: dans le premier cas on est en mode *snapshot* (imagerie instantanée), dans l'autre, avec  $N$  plus petit, il faut nettement plus de temps pour reconstruire une image avec autant de resels. Cette comparaison doit être précisée de manière quantitative, éventuellement

sur des exemples. En particulier, les performances de l'hypertélescope en imagerie diminuent avec l'étendue de l'objet au-delà du ZOF (voir section 4.2).

#### **5.2.4. PSF ou réponse impulsionnelle.**

C'est un critère quantitatif évident pour estimer les performances d'un instrument imageur direct, en particulier pour des applications en coronographie, où l'on cherche à obtenir une extinction importante du fond le plus près possible du centre de la PSF. Le tableau 5.1. donne l'intensité des 1<sup>er</sup>, 2<sup>nd</sup> et 3<sup>ième</sup> anneaux ou 'rebonds' brillants dans les directions les plus favorables, i.e. d'intensité la plus faible. Notons que les aigrettes concentrent le flux sur une zone radiale étroite, l'espace sombre entre elles étant plus grand. Cela est favorable à la détection d'objet faible. Par ailleurs la rotation de champ au foyer d'un alt-az fait tourner les aigrettes sur le ciel, et permet d'explorer complèment l'environnement d'une étoile. Des figures de PSF sont données ci-dessous. Elles se rapportent à des instruments décrits en annexe.

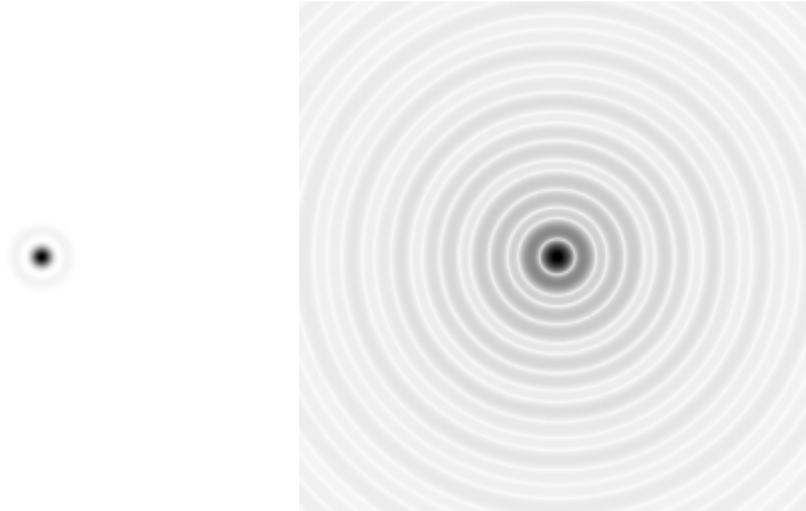


Figure 5.2.4.1.: PSF d'un ouverture circulaire parfaite avec obstruction centrale linéaire 0.30. A gauche, échelle linéaire, à droite  $PSF^{1/4}$  (calcul P. Riaud).

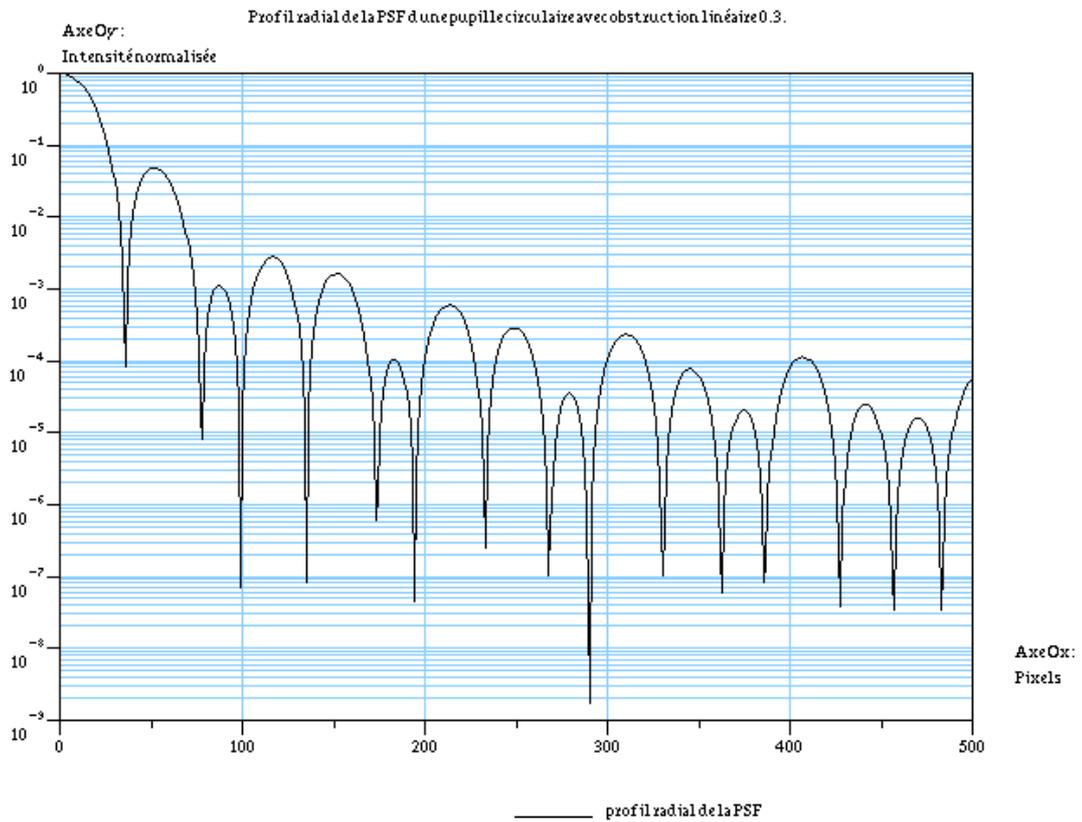


Figure 5.2.4.2.: Profil radial de la PSF ouverture circulaire avec obstruction centrale linéaire 0.30 (d'après la figure précédente).

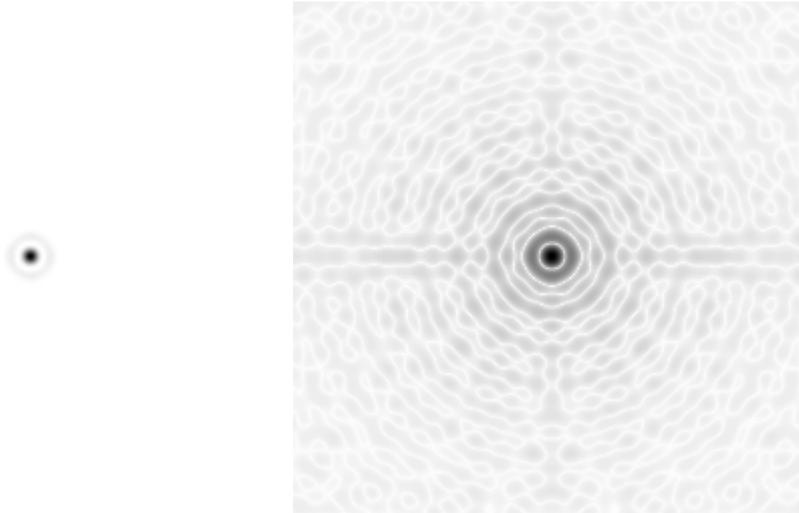


Figure 5.2.4.3.: PSF de OWL avec obstruction 0.34 (voir description de l'instrument en annexe). A gauche, échelle linéaire, à droite  $PSF^{1/4}$ . Le calcul tient compte de l'espace de 4mm ente les segments qui forment la mosaïque du miroir primaire (calcul P. Riaud).

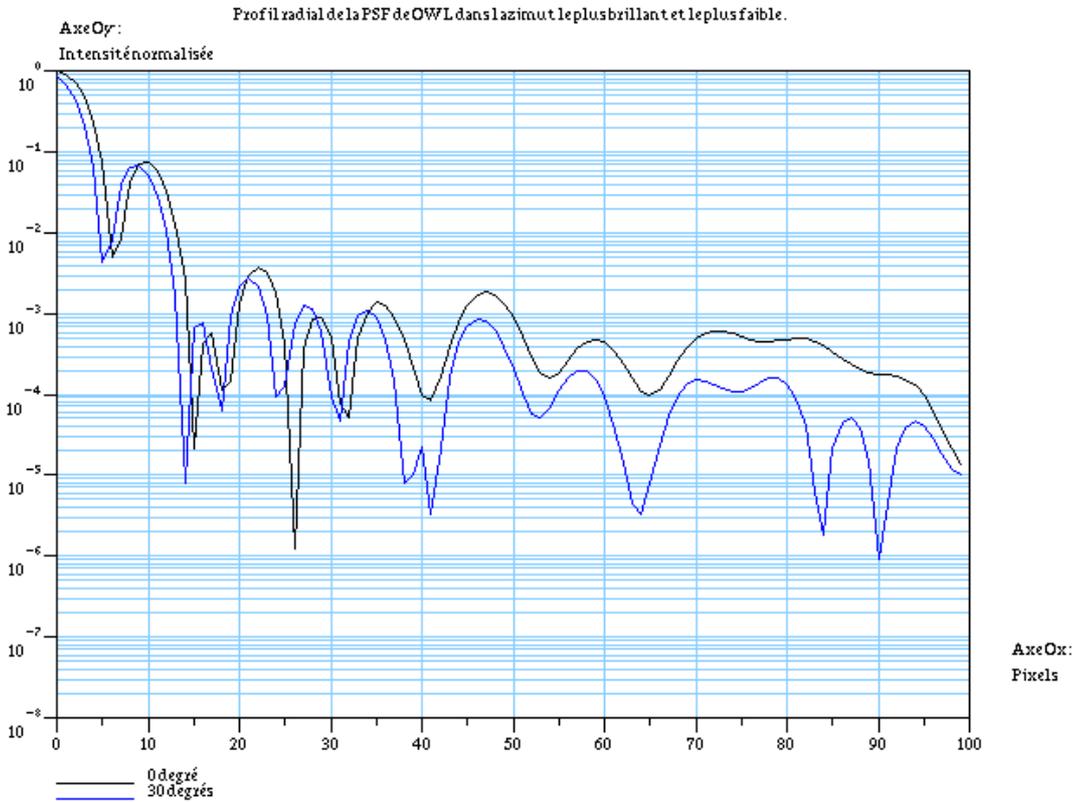


Figure 5.2.4.4.: Profil radial de la PSF de OWL dans les azimuts d'intensité maxi et mini (d'après la figure précédente).

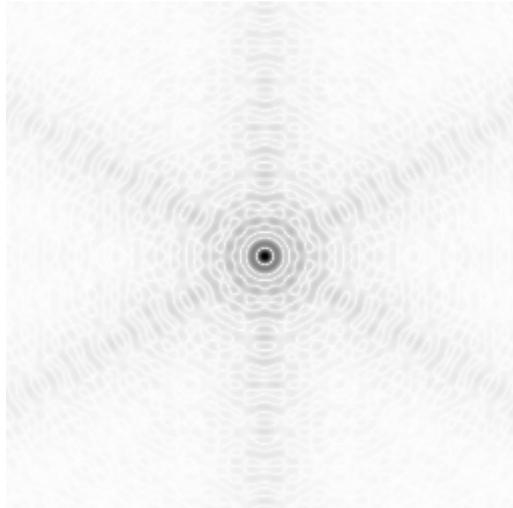


Figure 5.2.4.5.: PSF de NGCFHT (voir description de l'instrument en annexe, version Burgarella, Dohlen et al. 2000) avec bord externe *hexagonal*. A gauche, échelle linéaire, à droite PSF<sup>1/4</sup> (calcul P. Riaud).

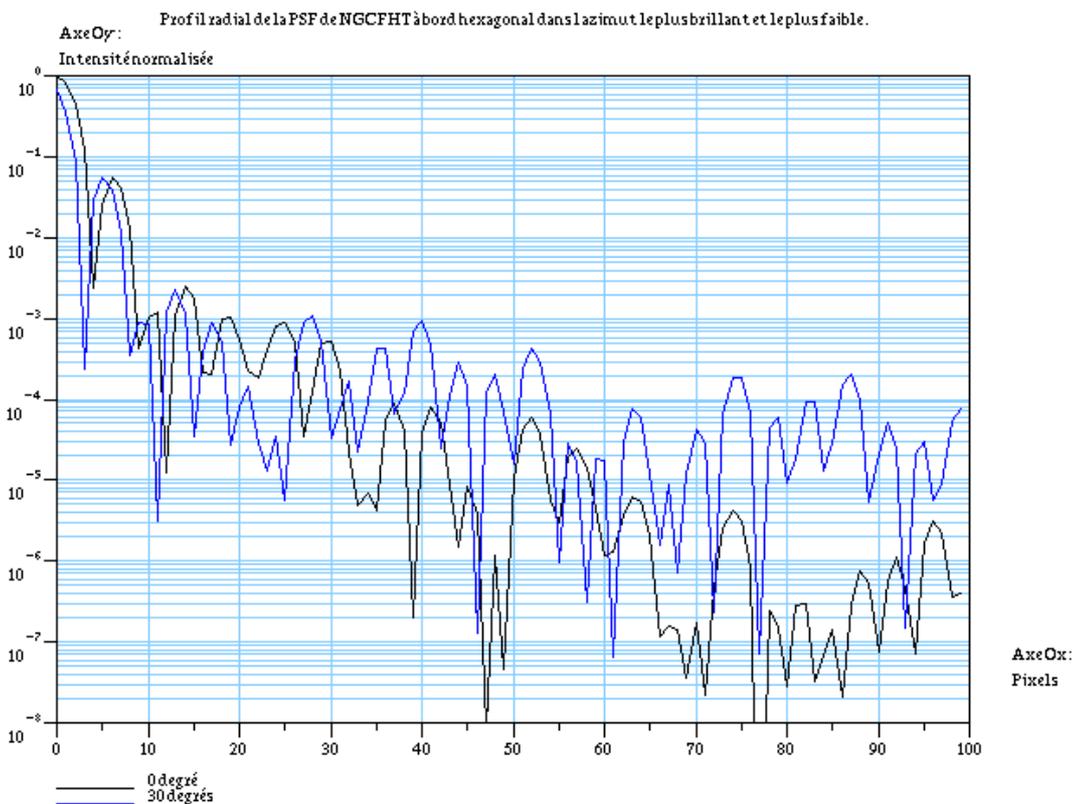


Figure 5.2.4.6.: Profil radial de la PSF du NGCFHT avec bord externe *hexagonal* dans les azimuts d'intensité maxi et mini (d'après la figure précédente).

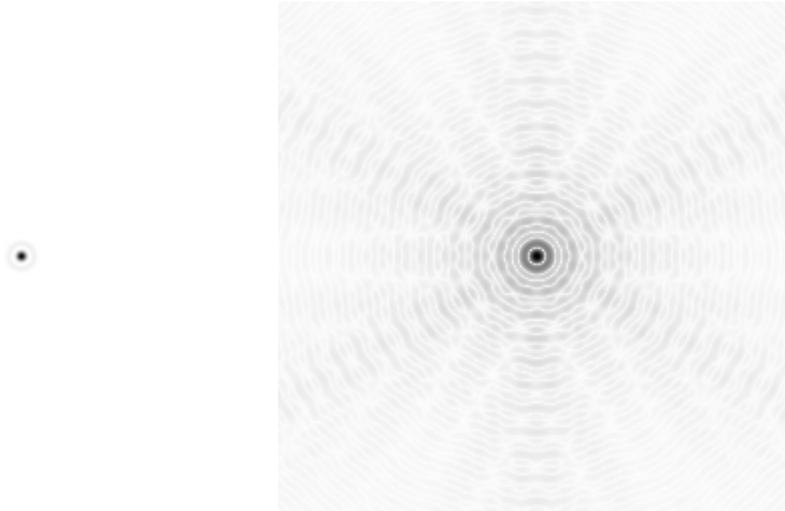


Figure 5.2.4.7.: PSF de NGCFHT (voir description de l'instrument en annexe, version Burgarella, Dohlen et al. 2000) avec bord externe *circulaire*. A gauche, échelle linéaire, à droite  $PSF^{1/4}$  (calcul P. Riaud).

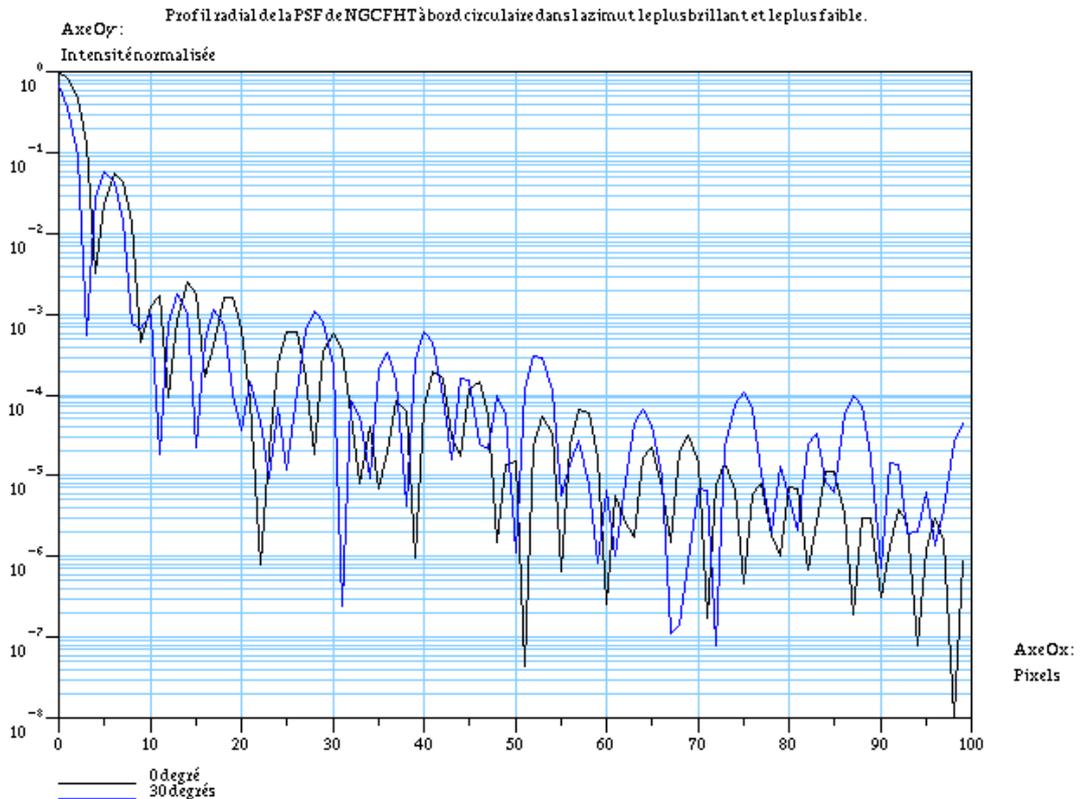


Figure 5.2.4.8.: Profil radial de la PSF du NGCFHT avec bord externe *circulaire* dans les azimuts d'intensité maxi et mini (d'après la figure précédente).

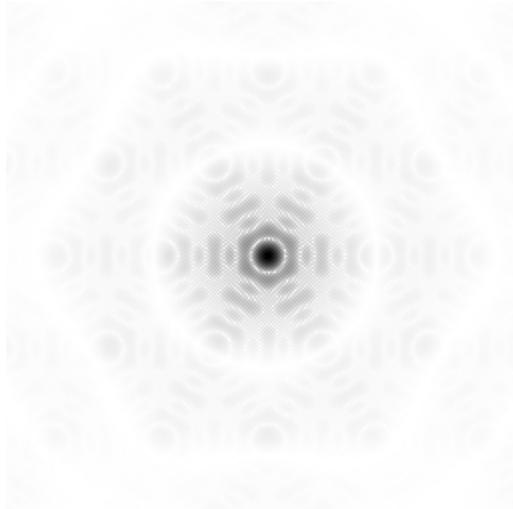


Figure 5.2.4.9.: PSF de FAST avec obstruction 0.15 (voir description de l'instrument en annexe). A gauche, échelle linéaire, à droite  $PSF^{1/4}$ . Le calcul tient compte de l'obstruction centrale de chaque 8m (800mm) et l'obstruction créée par la structure porteuse de l'ensemble des M2 (calcul P. Riaud).

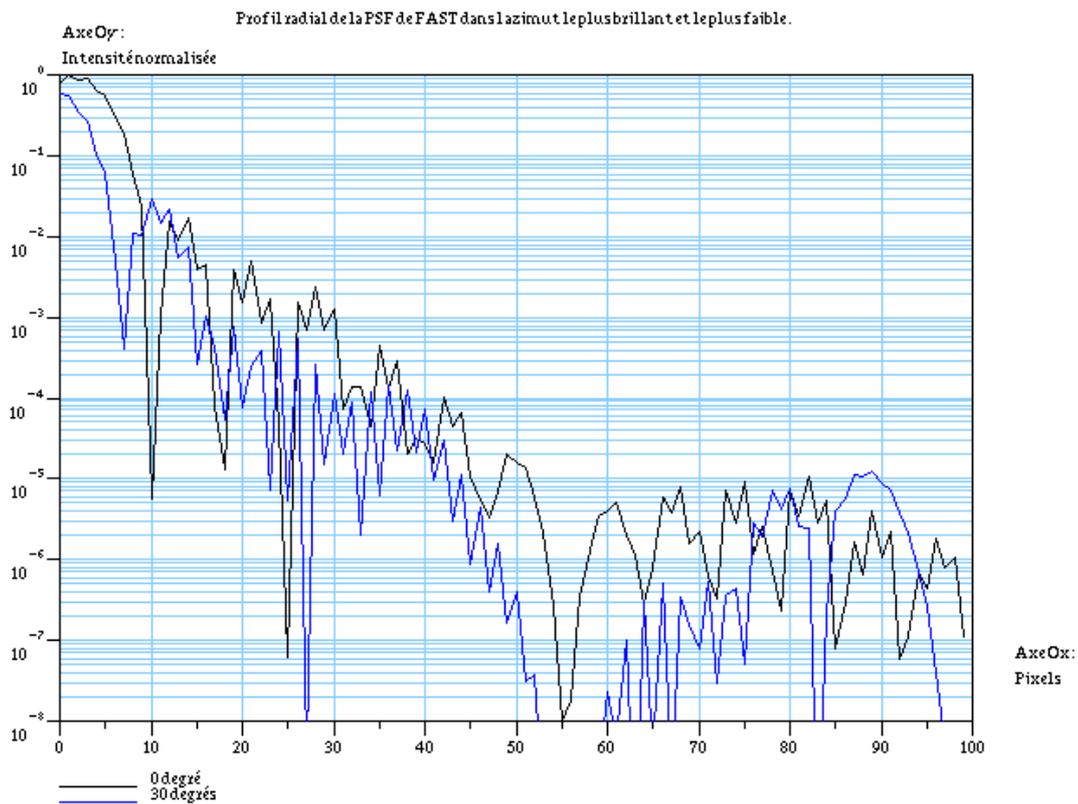


Figure 5.2.4.10.: Profil radial de la PSF de FAST dans les azimuts d'intensité maxi et mini (d'après la figure précédente).

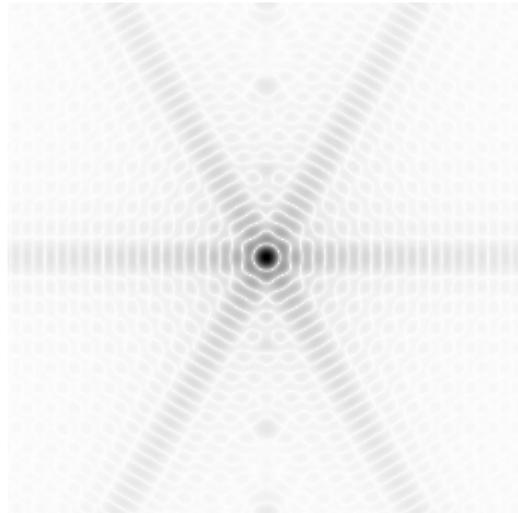


Figure 5.2.4.11.: PSF de Carlina avec 2500 sous-pupilles et une obstruction centrale quasi nulle (voir description de l'instrument en annexe). A gauche, échelle linéaire, à droite  $PSF^{1/4}$  (calcul P. Riaud).

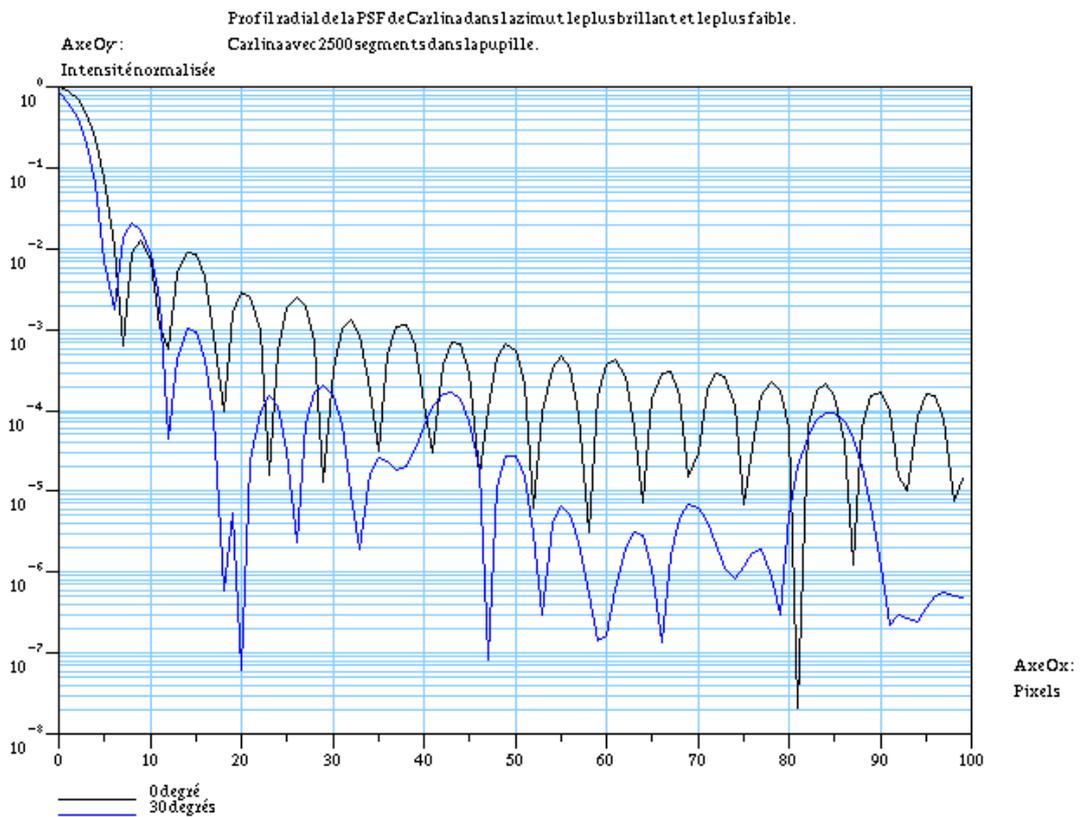
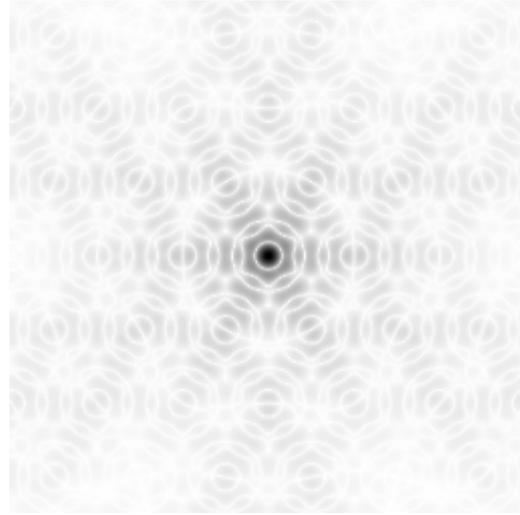
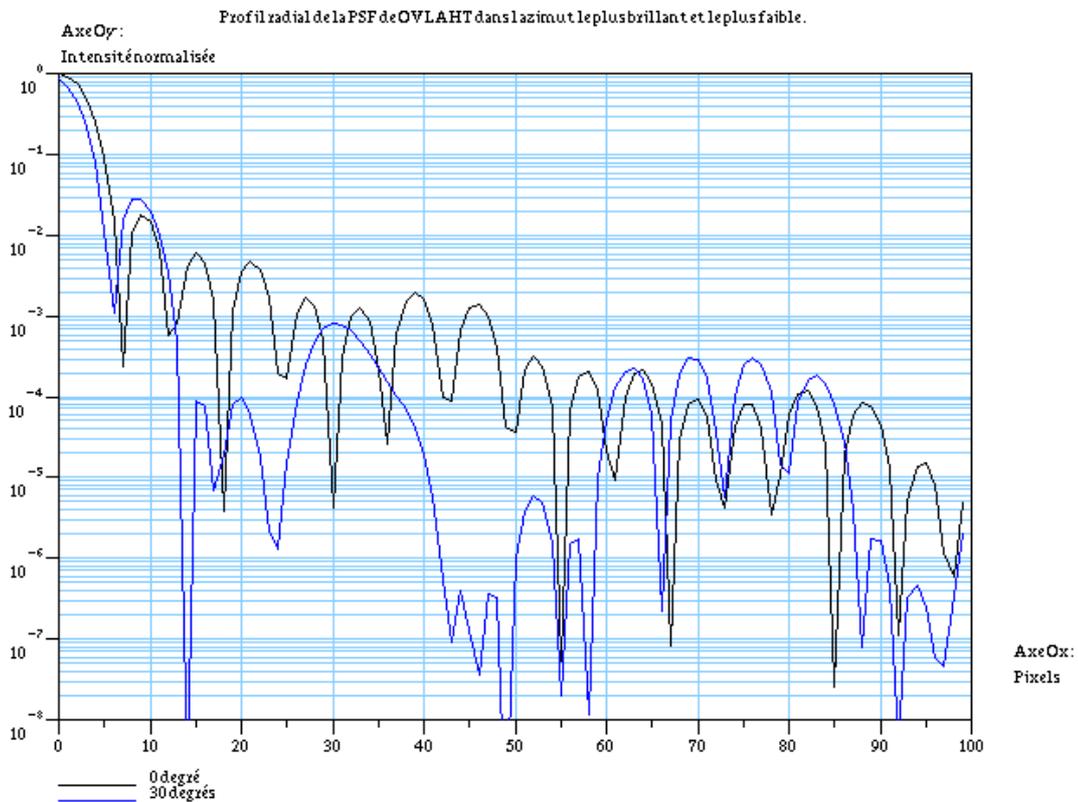


Figure 5.2.4.12.: Profil radial de la PSF de Carlina (2500 sous pupilles, Annexe D) dans les azimuts d'intensité maxi et mini (d'après la figure précédente).



**Figure 5.2.4.13.: PSF de OVLAHT avec 36 segments (voir description de l'instrument en annexe). A gauche, échelle linéaire, à droite  $PSF^{1/4}$  (calcul P. Riaud).**



**Figure 5.2.4.14.: Profil radial de la PSF de OVLAHT avec 36 segments dans les azimuts d'intensité maxi et mini (d'après la figure précédente).**

### 5.2.5. Champ et nombre d'éléments de résolution (ZOF et $N_r$ )

Le champ envisagé est de l'ordre de 30 à 60'' dans le cas des instruments à monopupille pleine. Le nombre de resels est très grand, autour de  $10^9$  resels (à raison de 4 pixels /resel, cela fait 12 fois plus de pixel que MEGACAM prévue au CFHT à partir de 2002, 40 CCD 2Kx4,5K). Dans le cas des interféromètres, on aurait au plus de l'ordre de  $10^4$  resels dans un champ synthétisable de quelques dizaines de *mas* au plus.

Le nombre de resels  $N_r$  en fonction du nombre  $N$  de sous-pupilles arrangées selon une grille carrée ou hexagonale est décrit figure 3. On considère que les sous-pupilles sont petites par rapport à la distance qui les sépare de leurs voisines (autrement dit, l'autocorrélation de la pupille ou la fonction de transfert est une forêt de Dirac). Pour la grille carrée,  $N_r$  est calculé par  $N_r = FRR^2$ , où  $FRR$  est le *Field to Resolution Ratio*, en adaptant l'expression du  $FRR$  donné par Lannes et al. (1994). On trouve

$$N_r = 4/9 * (2*\sqrt{N}-1)^2 \sim 1.78*N \text{ si } N \text{ est grand.}$$

Pour la grille hexagonale, on a un nombre de resels pratiquement égal :

$$N_r = \pi/4 * FRR^2 = 4\pi/81 * (\sqrt{12N+9}-3)^2 \sim 1.86*N \text{ si } N \text{ est grand.}$$

La dimension angulaire (en unité  $\lambda/B$ , figure 4) du champ synthétisé en fonction du nombre  $N$  de sous-ouvertures est donnée par les expressions suivantes: pour une grille carrée, le champ est un carré de côté

$$FRR*\lambda/B = 2/3*(2*\sqrt{N}-1)*\lambda/B.$$

Si la pupille est une grille hexagonale, le champ est pratiquement circulaire et de diamètre

$$FRR*\lambda/B = 4/9*(\sqrt{12N+9}-3)*\lambda/B.$$

### 5.2.6. Distance zénithale et couverture du ciel.

On envisage une distance zénithale maximale de 60 degrés pour les monopupilles géantes, sur la base des techniques de montures actuellement étudiées, toutes alt-az. Ces montures sont aveugles au zénith, dans un cône  $z < 1$  degré, voire un peu plus peut-être, car les vitesses de rotation de la monture deviennent importantes. Dans le cas d'imageurs directs pour lesquels des télescopes plus petits sont envisagés, les montures peuvent sans doute être alt-alt et donc observer le zénith dans les meilleures conditions.

Dans le ciel accessible, quelle est la fraction observable, i.e. la couverture du ciel ? Elle est de 100% si l'on veut observer à la limite du *seeing*, donc sans AO. Mais la réponse devient complexe si l'on considère l'AO : quel AO ? simple ou multiconjuguée ? à quel Strehl ? à quelle longueur d'onde ? avec quelles étoiles de référence, NGS (naturelles) ou LGS (laser) ? pour les NGS, à quelle latitude galactique ? Dekany et al. (2000) proposent des chiffres pour le projet CELT, un monopupille de 30m de diamètre. La **tableau 5.2.6.1. ci-dessous** est extrait de leur article. Les valeurs vont de  $\ll 1\%$  pour une AO simple (à un miroir déformable) à 30% à partir de I en MCAO, voire 100% en N sur plusieurs minutes d'arc carrées avec un Strehl proche de 1.

Le Louarn et al. (2000) proposent aussi des simulations dans le cas de OWL avec une MCAO à 2 ou 3 miroirs, et des NGS ou LGS. L'article donne plusieurs courbes couverture du ciel versus le Strehl pour différentes latitudes galactiques. Quelques valeurs sont reportées dans le **tableau comparatif 5.1. au-dessus**.

Band	Wavelength ( $\mu\text{m}$ )	Seeing Limited $\lambda/r_0$ (mas)	Diffraction Limited					
			1.22 $\lambda/D$ (mas)	Strehl (%) / Sky Coverage (%)			DL FOV (dia.)	
				TT	SCAO	MCAO		EAO
V	0.55	422	4.61				20 / *	2"
R	0.70	402	5.87				30 / *	2"
I	0.90	382	7.55			10 / 30		40"
							50 / <<<1	2"
—	1.00	374	8.39		7 / <<<1			20"
						30 / 30		1'
							60 / <<<1	2"
J	1.25	358	10.49		10 / <<1			40"
						40 / 30		2'
						80 / <<1		4"
H	1.65	339	13.84		15 / < 1			60"
						60 / 30		3'
							90 / <<1	6"
K	2.2	320	18.45		20 / 5			80"
						80 / 30		4'
							95 / <1	8"
L	3.5	291	28.52		30 / 25			2'
						90 / 30		4'
							98 / 1	12"
M	5.0	271	41.9	2 / 100				**
					95 / 30			3'
						97 / 40		4'
							>98 / 1	20"
N	10.2	235	85.6	36 / 100				**
					>98 / 95			8'
						>98 / 40		4'
							> 98 / 5	1'

**Table 1.** Comparative performance goals for three modes of AO correction on CELT. Seeing limited image widths assume  $r_0 = 0.24$  m at  $0.5 \mu\text{m}$  wavelength. TT represents a fast tip/tilt system, only, assuming here an infinite outer scale. SCAO represents a single-conjugate AO system with one deformable element, possibly an adaptive secondary, which would provide a minimum emissivity optical train. MCAO is a multi-conjugate AO system providing large corrected field of view (FOV). Note that we assume here that the MCAO system is limited to 4' diameter due to vignetting through the MCAO relay. EAO is a extreme-AO system providing very high Strehls on bright NGS only.

\* Note, although EAO may utilize the optical train of the MCAO system, only NGS's are currently envisioned as providing sufficient flux to enable the very high order correction characteristic of the EAO system. The science program for this system would include dozens to hundreds of bright objects.

\*\* Image quality will be limited over large fields by the static off-axis aberrations of the telescope.

Tableau 5.2.6.1.: Extrait de Dekany et al. 2000 comparant différentes performances prévues en Strehl et couverture du ciel pour différentes solutions d'optique adaptative pour un télescope monopupille de 30m.

### 5.2.7. Sensibilité : magnitude limite

La magnitude limite pour différentes longueurs d'onde, de V à N, est calculée. Le calcul est le suivant :

- On suppose dans un premier temps que un télescope parfait,  $S=1$ .
- On considère la magnitude du fond de ciel par seconde d'arc carrée  $m_{bg}''^2$
- Le télescope étant limité par la diffraction, l'image d'une étoile sera formée sur une surface de ciel égale à une tache d'Airy, donc on calcule la magnitude du fond de ciel par disque d'Airy  $m_{bg} = m_{bg}''^2 + 2,5 \log(k.D^2/\lambda^2)$  où la constante  $k$  représente le rapport de surface entre la tache d'Airy et une seconde d'arc carrée.
- Cette magnitude permet de calculer le flux correspondant de photons à l'entrée de l'instrument, par Angström de bande passante, par seconde de temps et par unité de surface collectrice.
- En tenant compte des paramètres instrumentaux (surface collectrice, transmission instrument + atmosphère, efficacité du détecteur, bande passante en longueur d'onde, et temps de pose), on déduit le nombre de photons de fond de ciel détectés  $N_{bg}$ .

$$N_{bg} = F_{bg} * n_f * t * BP * SC * Tr * QE$$

avec  $F_{bg}$  le flux de photons (/Angström/s/m<sup>2</sup>) du fond de ciel calculé d'après sa magnitude  $m_{bg}$  (voir Wamsteker 1981),  $t$  le temps de pose (s) d'une pose élémentaire,  $n_f$  le nombre de poses, BP la bande passante du filtre, SC la surface collectrice de l'instrument (on tient compte de l'obstruction centrale), QE le rendement quantique du détecteur, et Tr la transmission globale atmosphère + instrument donnée par

$$Tr = r^n * tr^m * 10^{(-0.4 * AM * EC)} * t_f$$

avec  $r$  le coefficient de réflexion d'un miroir (0.9),  $n$  le nombre de réflexions (6 sauf mention contraire),  $tr$  le coefficient de transmission d'un dioptre air/verre (0.99),  $m$  le nombre de dioptres ( $m=6$  sauf mention contraire), AM l'épaisseur d'air (*l'air-mass*  $\sim 1/\cos[\text{distance zénithale}]$ ), EC le coefficient d'extinction atmosphérique par unité d'épaisseur d'air, et  $t_f$  la transmission moyenne du filtre sur la bande spectrale.

Puis, pour un rapport signal sur bruit S/N donné, on calcule le nombre de photons détectés de l'étoile,  $N_s$ , par l'expression

$$S/N = N_s / \sqrt{N_s + (1+R)(N_{bg} + N_d + N_{RON})}$$

où  $R$  est le rapport 'surface de mesure de l'étoile/surface de mesure du fond'. Dans nos simulations,  $R$  est pris égal à 1.  $N_d$  est le bruit de courant d'obscurité,  $N_{RON}$  est le bruit de lecture. Pour les détecteurs en V et I, on prend les caractéristiques des détecteurs *Site* du spectrographe VIMOS du VLT, pour les détecteurs NIR (J à N), on prend les caractéristiques des Rockwell type Hawaii. On a

$$N_d = S_1^2 * D_c * t / G$$

avec  $S_1$  l'échantillonnage linéaire ( $S_1 = 2$  pour Shannon),  $D_c$  le courant d'obscurité ( $e^-$ /s/pixel),  $t$  le temps d'intégration (s) d'une pose, et  $G$  le gain ( $e^-$ /ADU).  $N_{RON}$  est donné par

$$N_{RON} = S_1^2 * \sigma_{RON}^2 * n_f / G$$

où  $\sigma_{RON}^2$  est la variance du bruit de lecture ( $e^-$ ).

Un tableau ci-après reprend l'ensemble des paramètres utilisés pour les simulations de magnitudes limites.

- La magnitude limite est calculée par l'expression
- $$m_l = m_{bg} - 2,5 \log[ N_s / N_{bg} ]$$
- Si le rapport de Strehl  $< 1$ , le niveau du signal cohérent est donné par  $S - (1-S)/N_{sp}$  alors que le niveau du fond environnant est  $(1-S)/N_{sp}$ , avec  $N_{sp}$  le nombre de speckles dans l'image. La magnitude limite pour un Strehl  $< 1$  s'écrit

$$m_l = m_{bg} - 2,5 \log[ N_s / N_{bg} ] + 2,5 \log \{ ( S - (1-S)/N_{sp} ) / \sqrt{S + (1-S)/N_{sp}} \}$$

Les figures après le tableau ci-dessous illustrent les équations précédentes et donnent les magnitudes limites en I jusqu'à N (V voir figures 2 et 5).

Dans le cas d'un 100m monopupille, on obtient  $V = 34.8$  à SNR de 5 en 1000s, ce qui est compatible avec les calculs faits par l'ESO ( $V=35$ , voir 38 en 10h à la limite de diffraction – les calculs précédents conduisent à 37.2 en 10h à  $S/N=5$ ,  $S=1$  et avec les paramètres du tableau).

Dans le cas des interféromètres imageurs indirects, on considère la magnitude limite obtenue en recombinaison de deux télescopes de 8m seulement, pour mesurer un point de visibilité. En plus, on utilise une transmission de l'instrument+atmosphère de 0.35% (actuellement GI2T/Regain 0.3 à 0.8%, FLUOR 0.5%). Les magnitudes qu'on obtient sont compatibles avec les prévisions faites pour MIDI/VLTI, vers 11.5 à 10 microns, et AMBER/VLTI vers 20 en K (voir les pages WEB de ces instruments). Ces magnitudes limites supposent qu'on ait une source brillante proche pour la mise en phase ( $N=5$  pour MIDI par exemple, ou  $K=14$  pour AMBER). Cette remarque s'applique aussi pour les imageurs directs.

bandes	V	I	J	H	K	L	M	N
Lambda (micron)	0.55	0.9	1.25	1.65	2.2	3.6	4.8	10.2
Bande passante du filtre (nm FWHM)	90	100	300	400	600	1200	800	4000
Trans. du filtre (max)	0.85	0.90	0.70	0.70	0.70	0.70	0.70	0.70
$m_{bg}^{**2}$	21.5	19.7	16	14	11.2	3	1.8	0.
EC (mag/air-mass)	0.12 (***)	0.05 (***)	0.1 (***)	0.06 (***)	0.09 (***)	0.16 (***)	0.22 (***)	0.15 (***)
$\sigma_{RON}^2 (e^-)$	25	25	100	100	100	100	100	900
$D_c (e^-/s/px)$	1/3600 @-120°C	1/3600 @-120°C	0.03 @78K	0.03 @78K	0.03 @78K	0.1 @60K	0.1 @60K	10 @4K
QE (%)	81	80	60	60	60	60	60	46
Gain G ( $e^-/ADU$ )	2	2	1.5	1.5	1.5	2	2	2
0-mag flux ( $W/m^2/Ang$ )	3.64 e-12 (*)	8 e-13 (interpolation d'après (*) )	3.18 e-13 (*)	1.18 e-13 (*)	4.17 e-14 (*)	6.23 e-15 (*)	2.07 e-15 (*)	1.9 e-17 (**)
z dist. zénit. (°)	30							
AM Air-mass	1.15							
R (<=1) ratio étoile/ciel	1							
Temps de pose élémentaire (s)	1000							0.025
$n_f$ nb de poses	1							40000
Temps de pose total t (s)	1000							
Signal sur bruit final	5							
Echantillonnage linéaire $S_1^2$ (pixel/resel)	4							
Réfectivité r (%)	90							
Transmission doublet BBAR tr (%)	99							
Nombre de miroirs ; de doublets n; m	6; 6							

Tableau 5.2.7.1.: valeurs utilisées dans les simulations de magnitudes limites.  
 (\*) valeurs d'après Wamstecker 1981, (\*\*) d'après Chamberlain et al. 2000, (\*\*\*) d'après <http://www.gemini.edu/sciops/ObsProcess/obsConstraints/ocTransparency.html>.

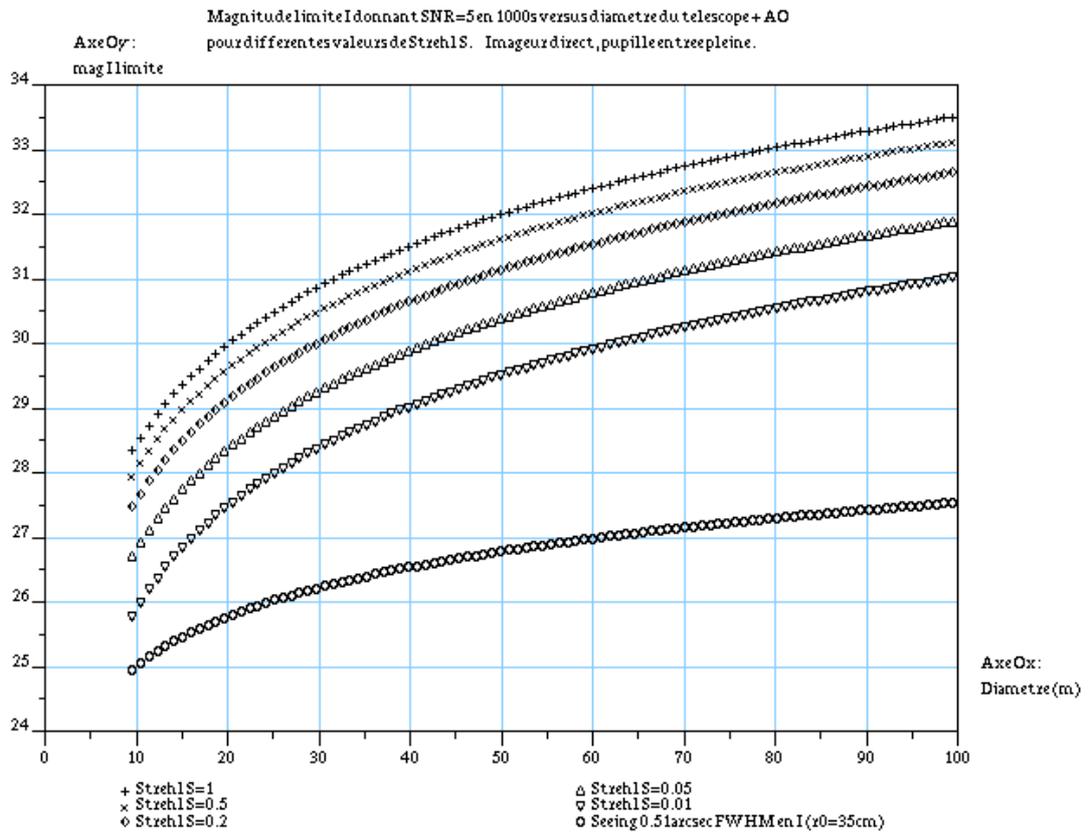


Figure 5.2.7.1. : Magnitude limite I. Paramètres simulation : tableau 5.2.7.1.

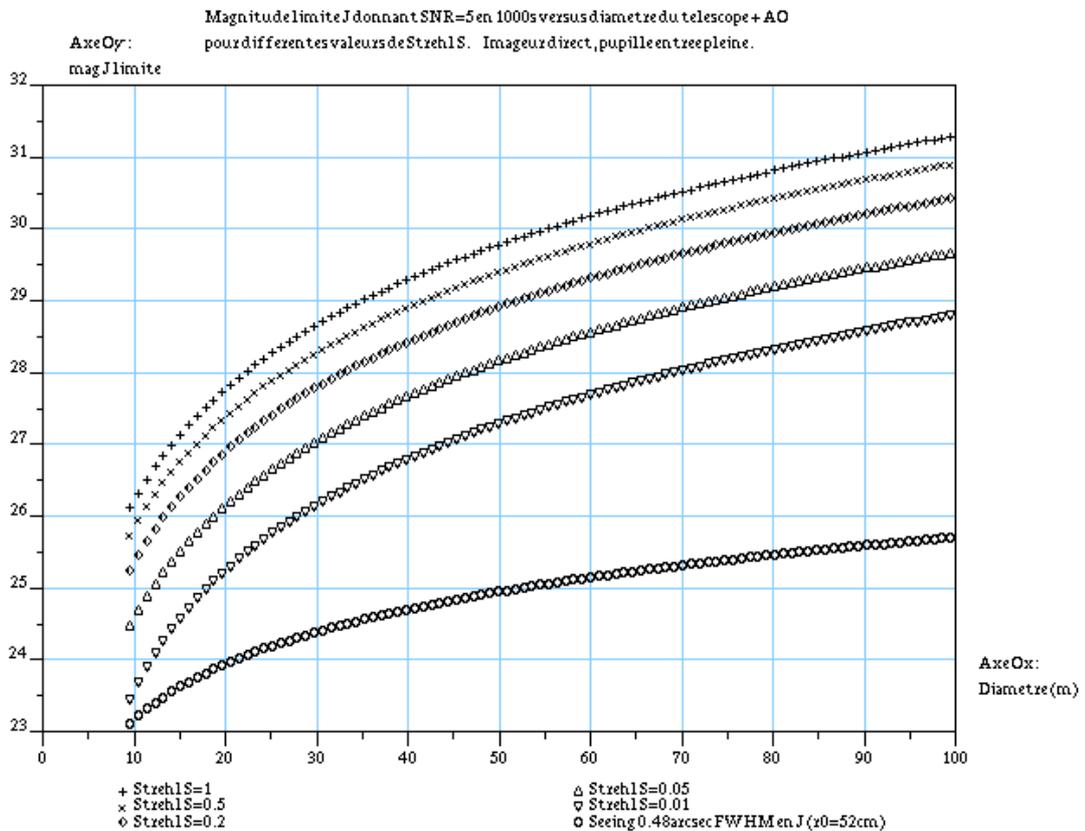


Figure 5.2.7.2. : Magnitude limite J. Paramètres simulation : tableau 5.2.7.1.

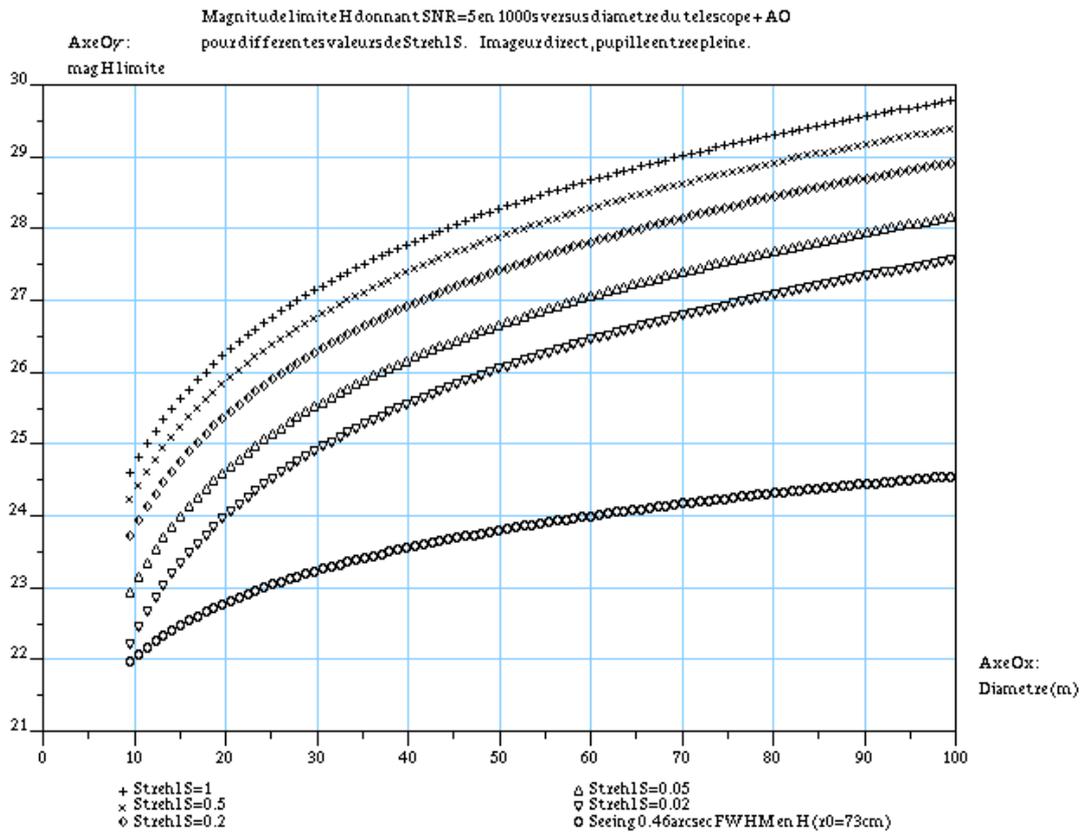


Figure 5.2.7.3. : Magnitude limite H. Paramètres simulation : tableau 5.2.7.1.

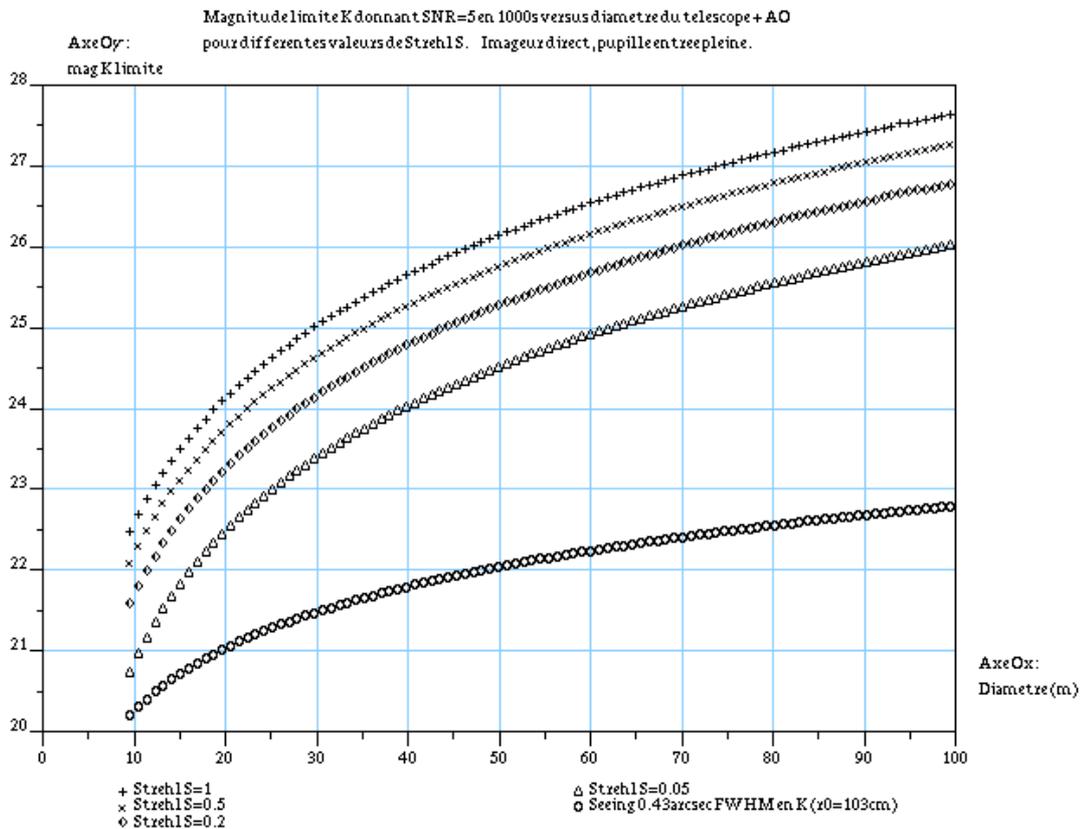


Figure 5.2.7.4. : Magnitude limite K. Paramètres simulation : tableau 5.2.7.1.

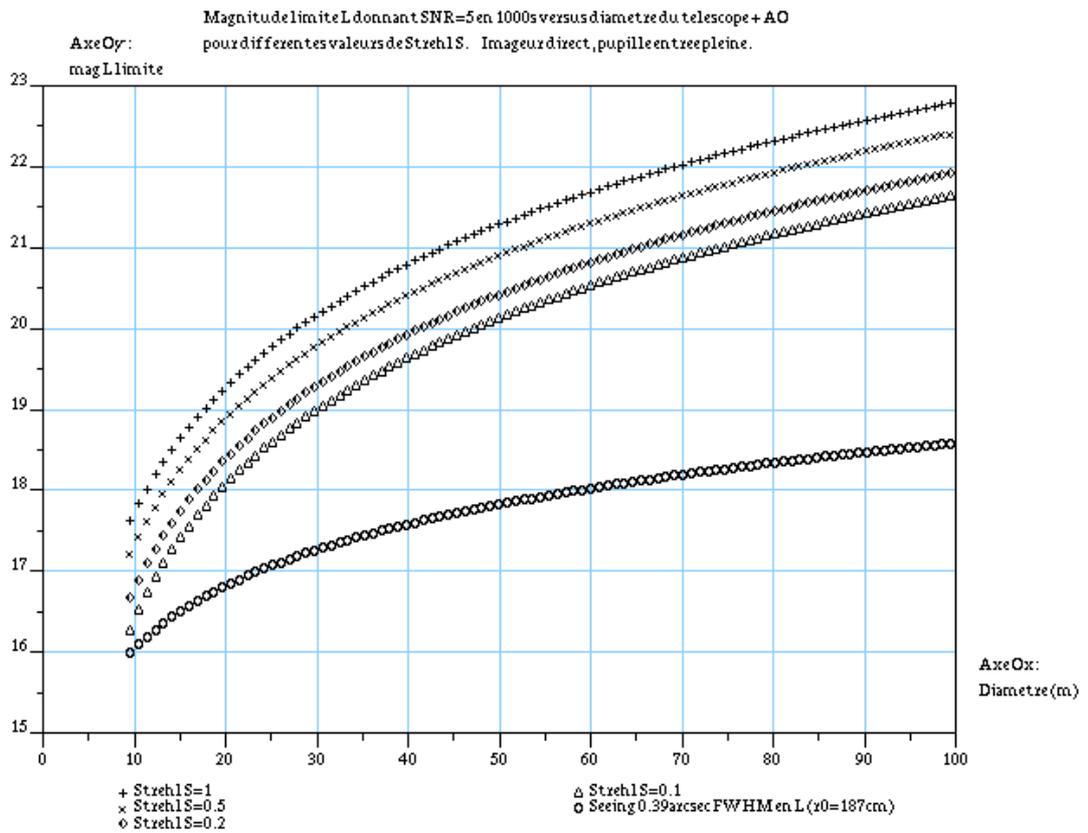


Figure 5.2.7.5 : Magnitude limite L. Paramètres simulation : tableau 5.2.7.1.

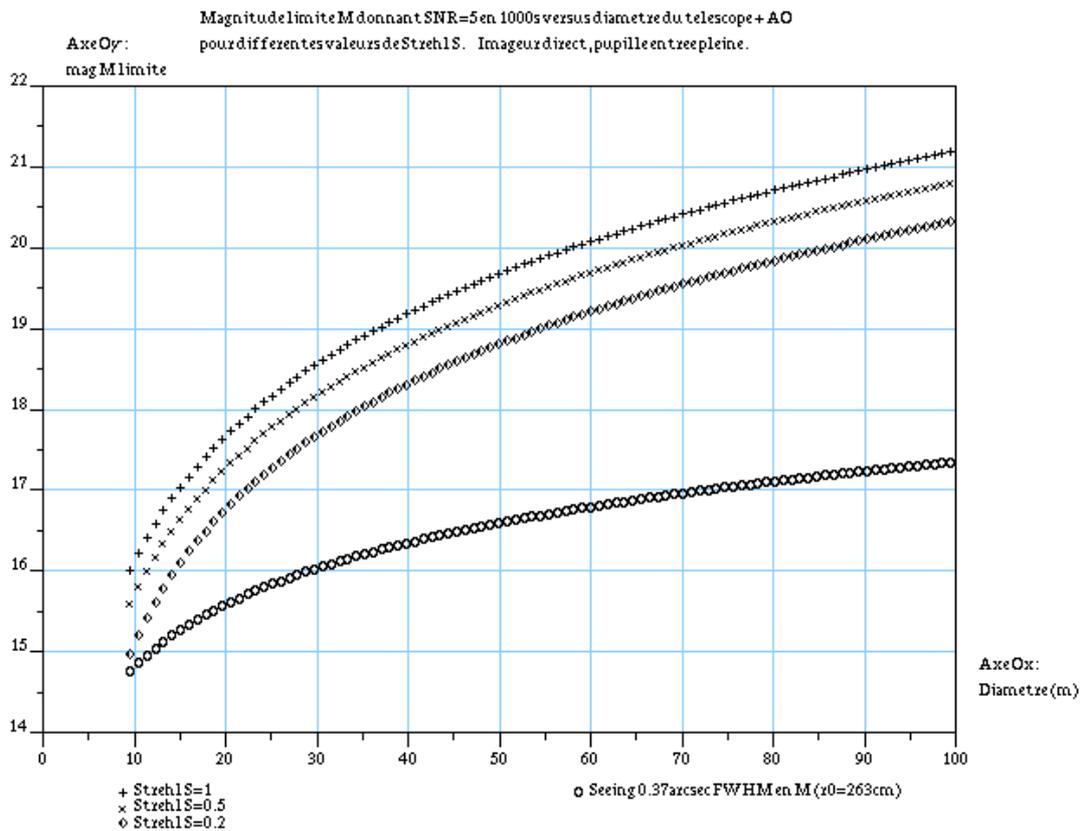


Figure 5.2.7.6 : Magnitude limite M. Paramètres simulation : tableau 5.2.7.1.

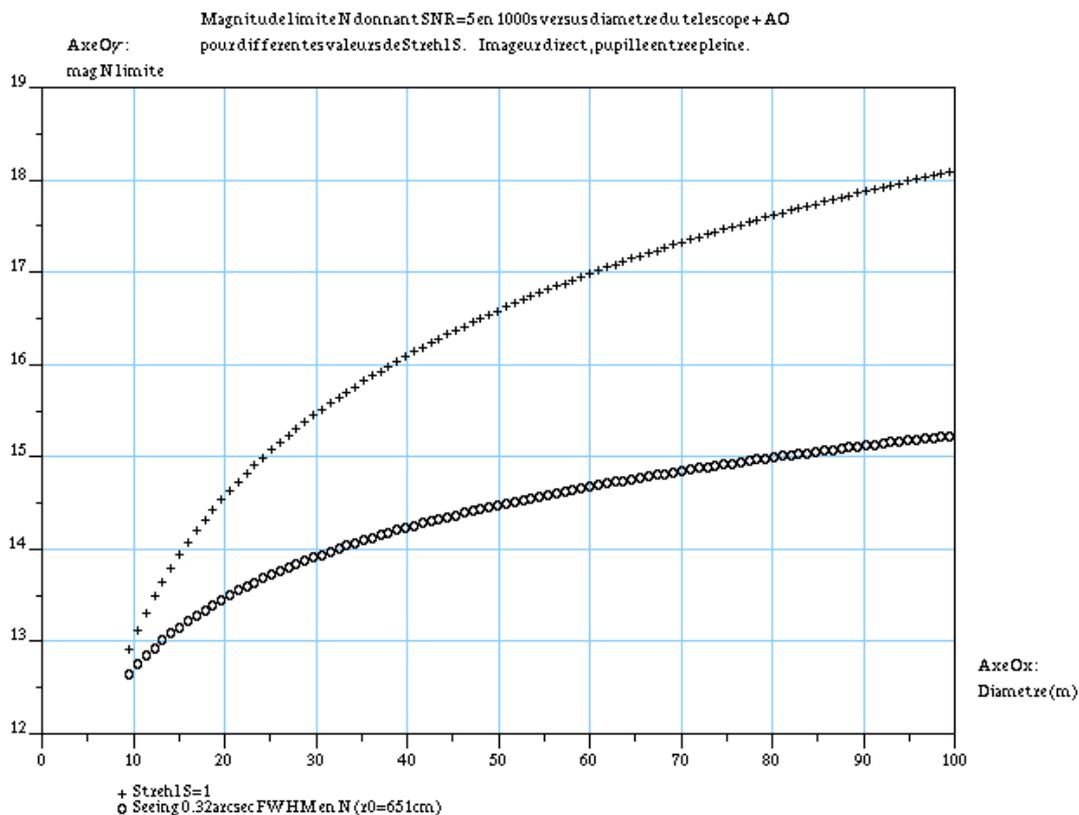


Figure 5.2.7.7. : Magnitude limite N. Paramètres simulation : tableau 5.2.7.1.

Dans le cas des hypertélescopes, la magnitude limite est la même à surface collectrice identique: prenons par exemple un hypertélescope de base 10 fois plus grande que le diamètre d'un télescope monopupille, mais de même surface collectrice. La dilution surfacique est donc 1/100. La tache d'Airy de l'hypertélescope est 100 fois plus petite en surface, donc le fond de ciel est 100 fois plus faible sur le resel. Mais comme la densification amplifie le signal au centre du ZOF d'un facteur 1/(dilution surfacique) = 100, le fond de ciel sur un resel remonte au même niveau que dans le cas du monopupille et la magnitude limite théorique est exactement la même pour les deux instruments. Les figures ci-dessous donnent les magnitudes limites d'un hypertélescope jusqu'à 1000m de base et de dilution surfacique 1/100.

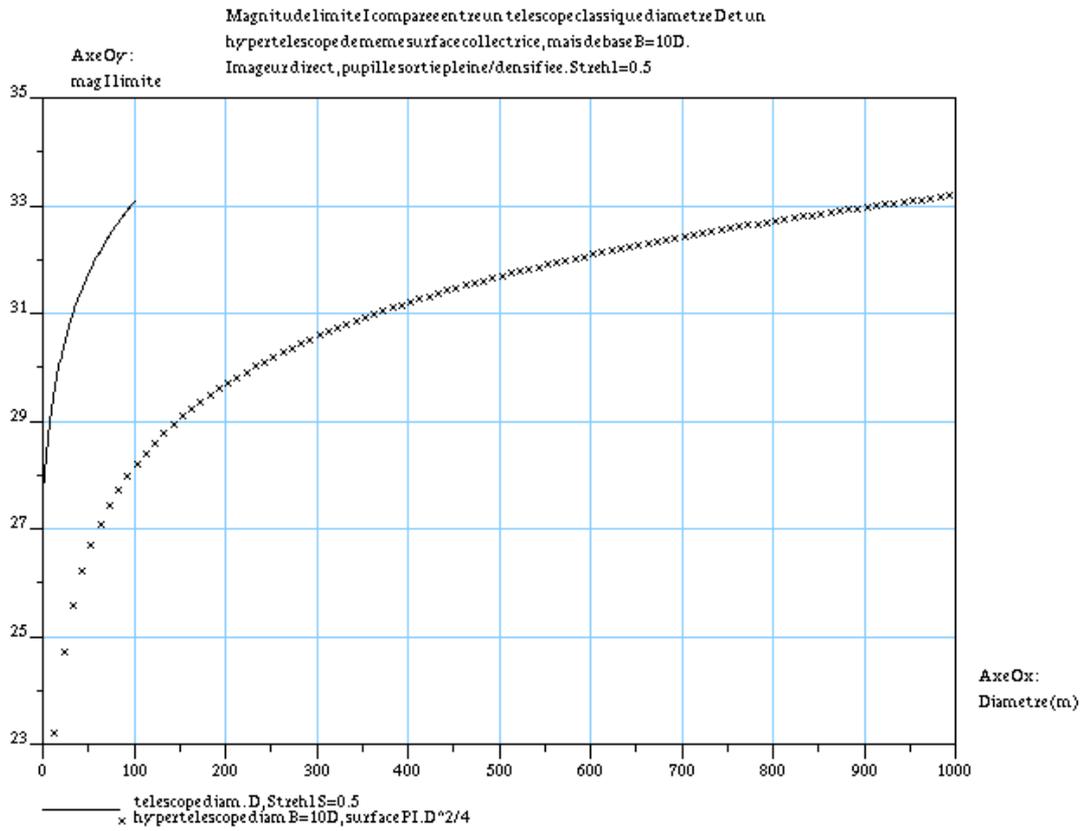


Figure 5.2.7.8. : Magnitude limite I pour monopupille et hypertelescope (voir tableau 5.2.7.1).

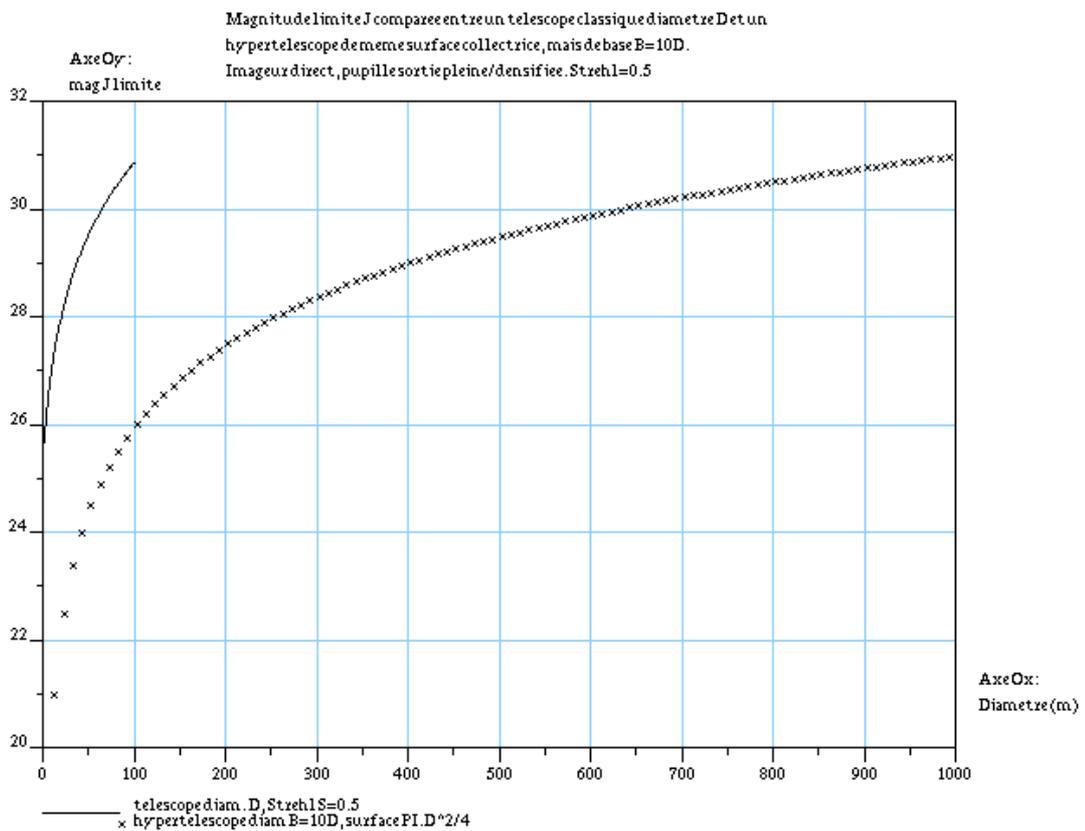


Figure 5.2.7.9. : Magnitude limite J pour monopupille et hypertelescope (voir tableau 5.2.7.1).

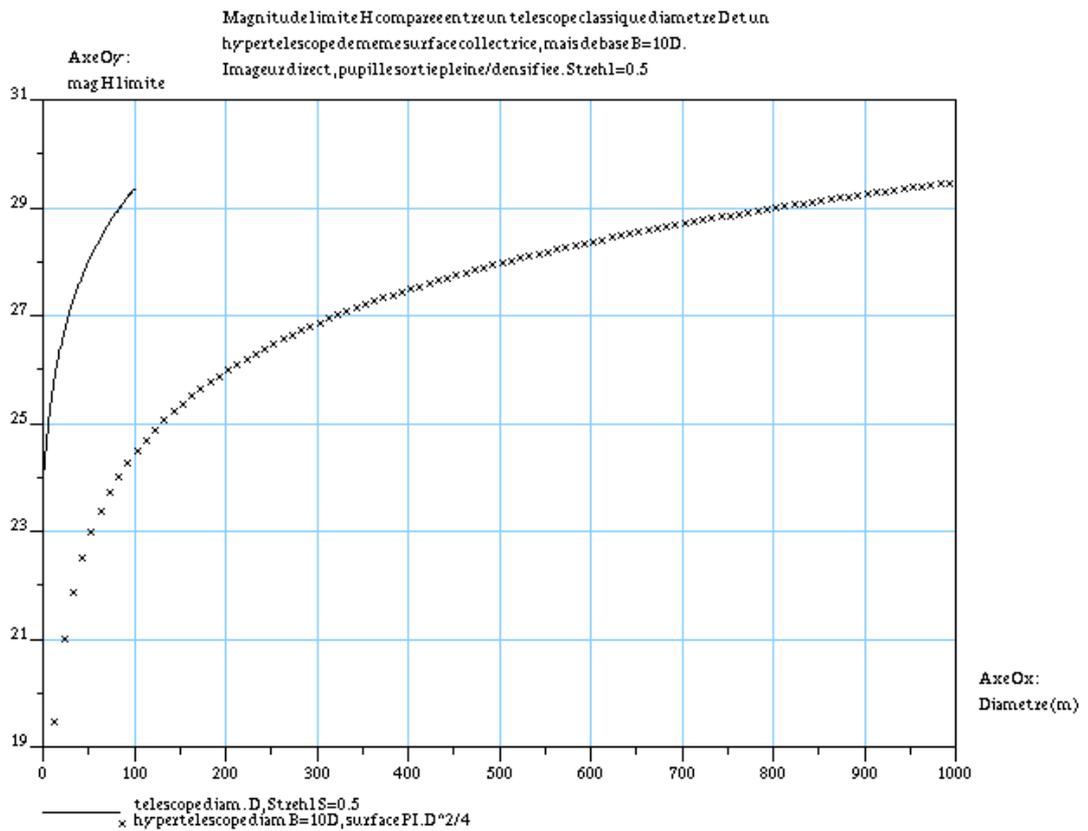


Figure 5.2.7.10. : Magnitude limite H pour monopupille et hypertélescope (voir tableau 5.2.7.1).

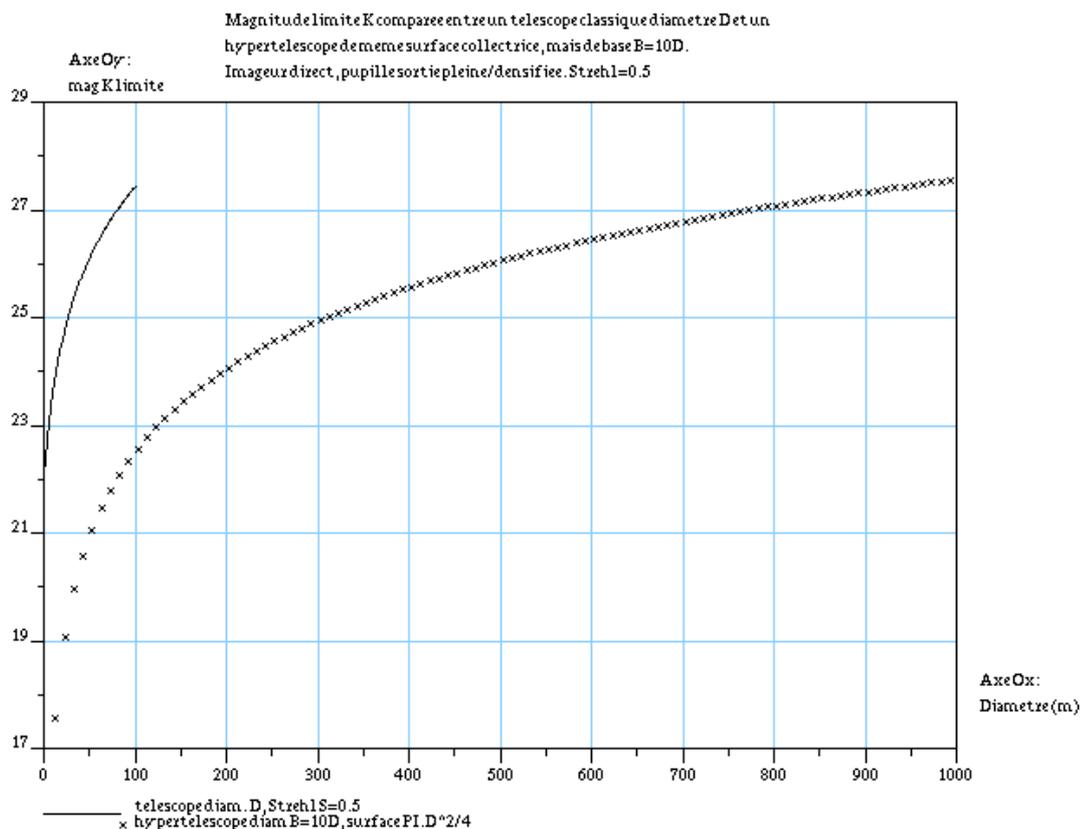


Figure 5.2.7.11. : Magnitude limite K pour monopupille et hypertélescope (voir tableau 5.2.7.1).

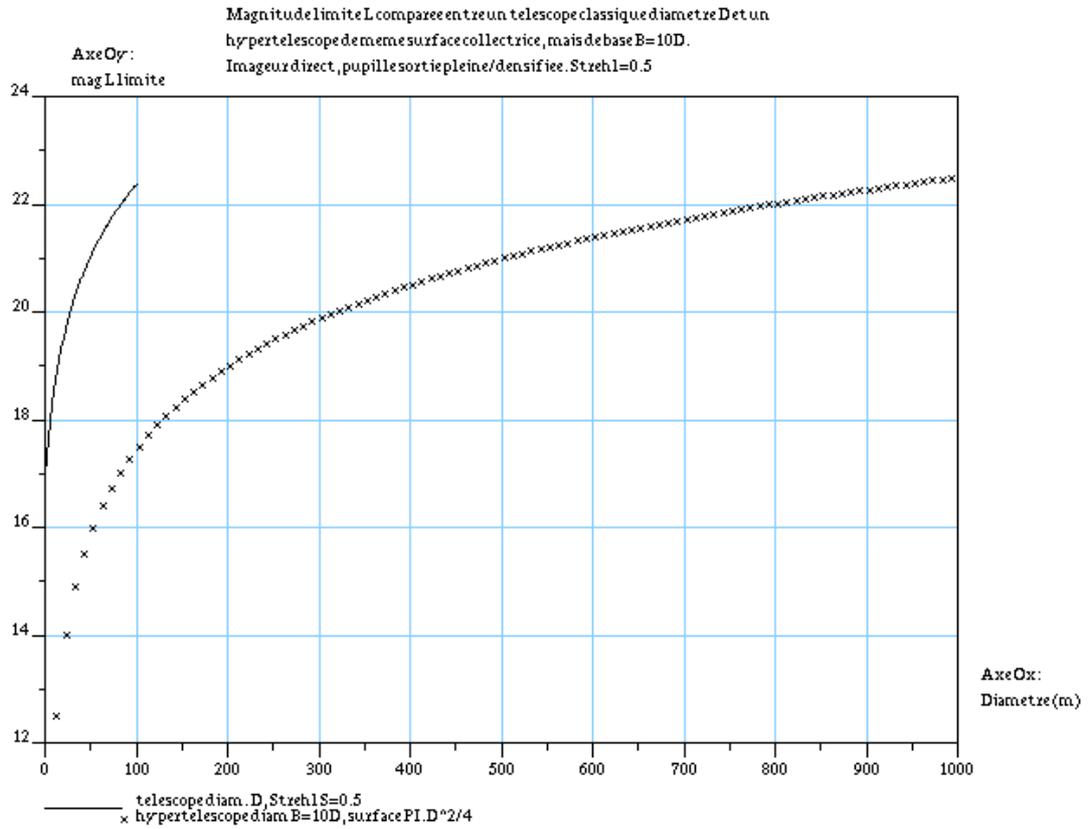


Figure 5.2.7.12. : Magnitude limite L pour monopupille et hypertelescope (voir tableau 5.2.7.1).

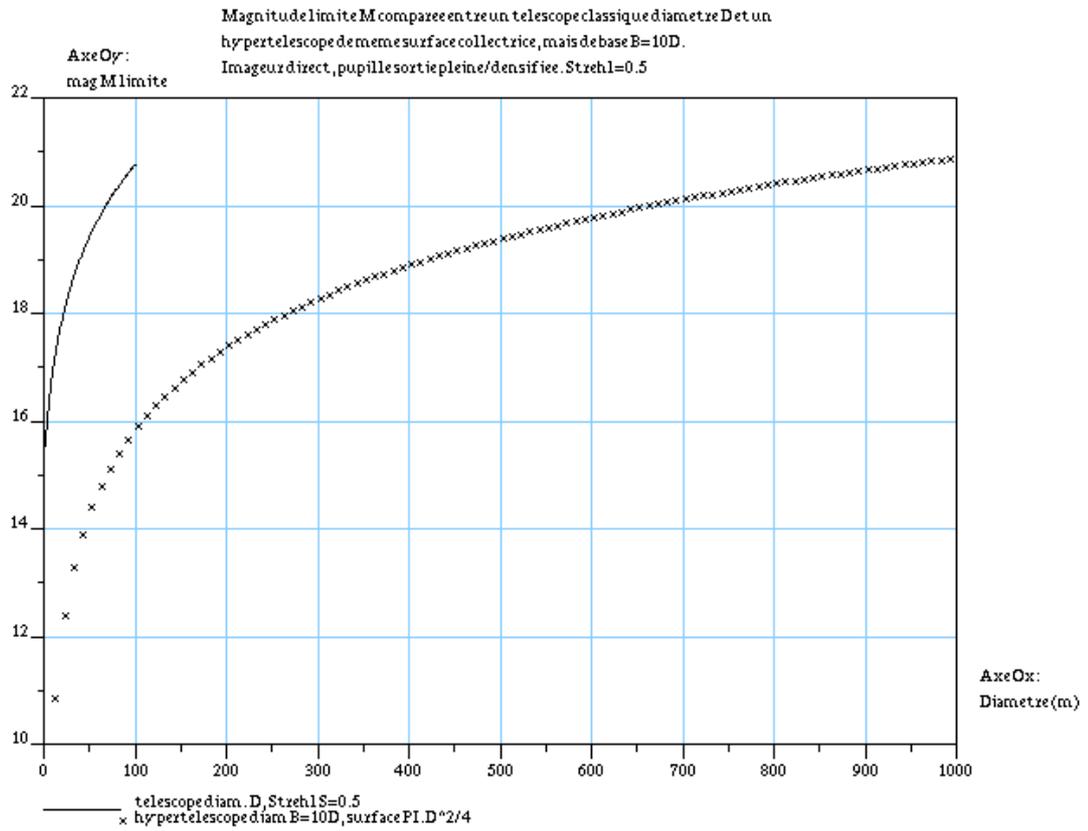


Figure 5.2.7.13. : Magnitude limite M pour monopupille et hypertélescope (voir tableau 5.2.7.1).

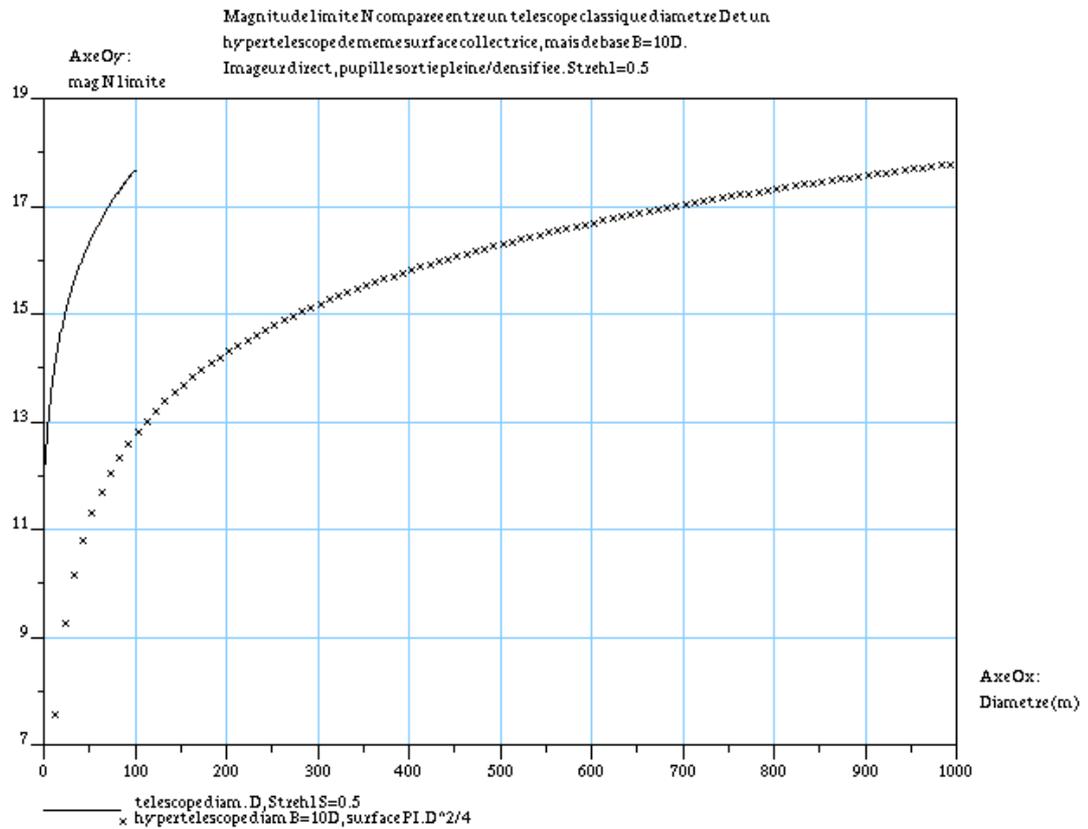


Figure 5.2.7.14. : Magnitude limite N pour monopupille et hypertélescope (voir tableau 5.2.7.1).

### 5.2.8. Dynamique photométrique

Les chiffres donnés dans le tableau 5.1. ont été calculés pour un coronographe 4-cadrans (Rouan et al. 2000, Riaud et al. 2001) observant en bande K. L'extinction est donnée en différence de magnitude à  $3 \cdot \lambda/D$ . Une comparaison avec les autres types de coronographes types Lyot, Roddier ou PKC (Abe et al. 2001) pour différentes performances de l'optique adaptative et pour différentes longueurs d'onde est souhaitable (Darwin, Nuller ESO+ESA sur VLTI à 10microns, bibliographie ?).

### 5.2.9. Instrumentation focale

L'étude précédente de sensibilité à  $S/N=5$  était en bande large (filtre V à N). Dans ces bandes, la résolution spectrale est de 3 à 6 selon les filtres. On estime maintenant la magnitude de l'objet observé en spectroscopie basse résolution (Res=200) et haute résolution (Res=5000). En plus de la transmission de l'instrument, on ajoute la transmission de l'instrument focal. On se base sur la valeur de 0.6 du spectrographe VIMOS du VLT (VIMOS OFDR 1997). Les paramètres de cette simulation sont résumés dans le tableau ci-dessous.

<b>Temps de pose t (s)</b>	3600
<b>Transmission du spectro (utilisée pour monopupilles et imageurs directs)</b>	0.6
<b>Magnitude limite pour un S/N de</b>	20
<b>Résolutions spectrales étudiées</b>	200, 5000
<b>Autres paramètres</b>	Voir tableau 5.2.1.

**Tableau 5.2.9.1. : paramètres pour le calcul de sensibilité en spectroscopie.**

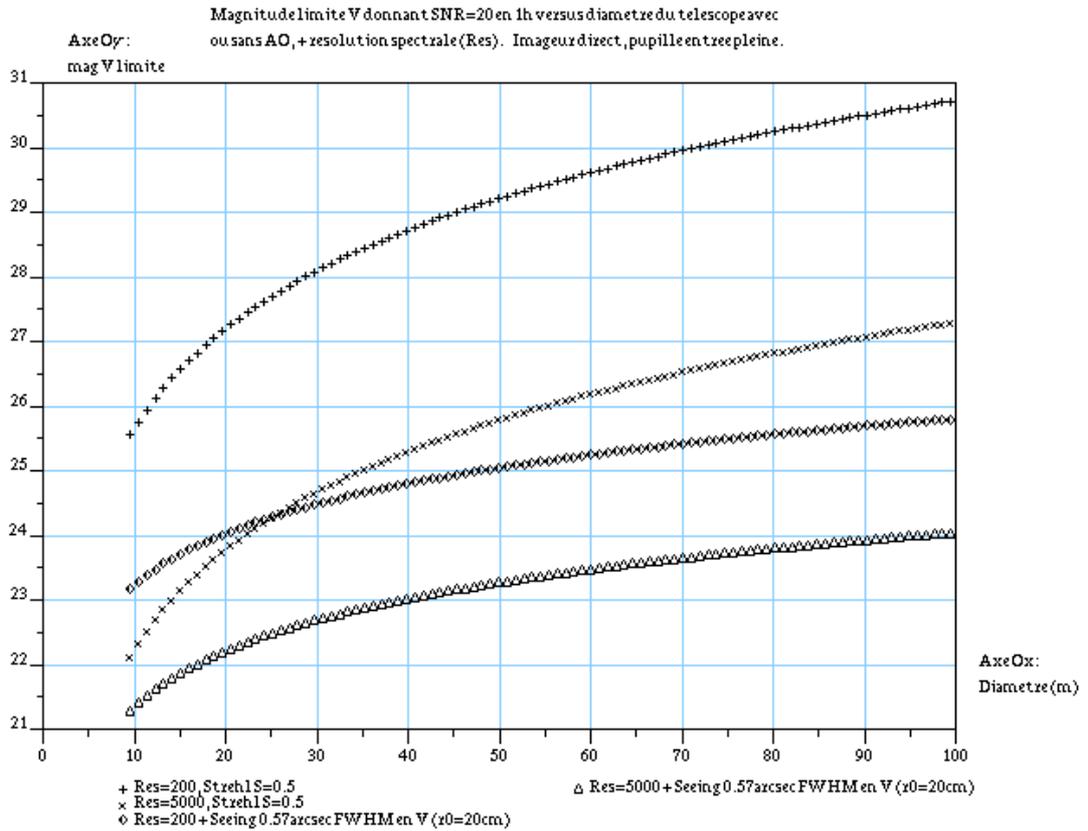


Figure 5.2.9.1. : Magnitude limite V en spectroscopie (voir tableau 5.2.7.1. et 5.2.9.1. ci-dessus).

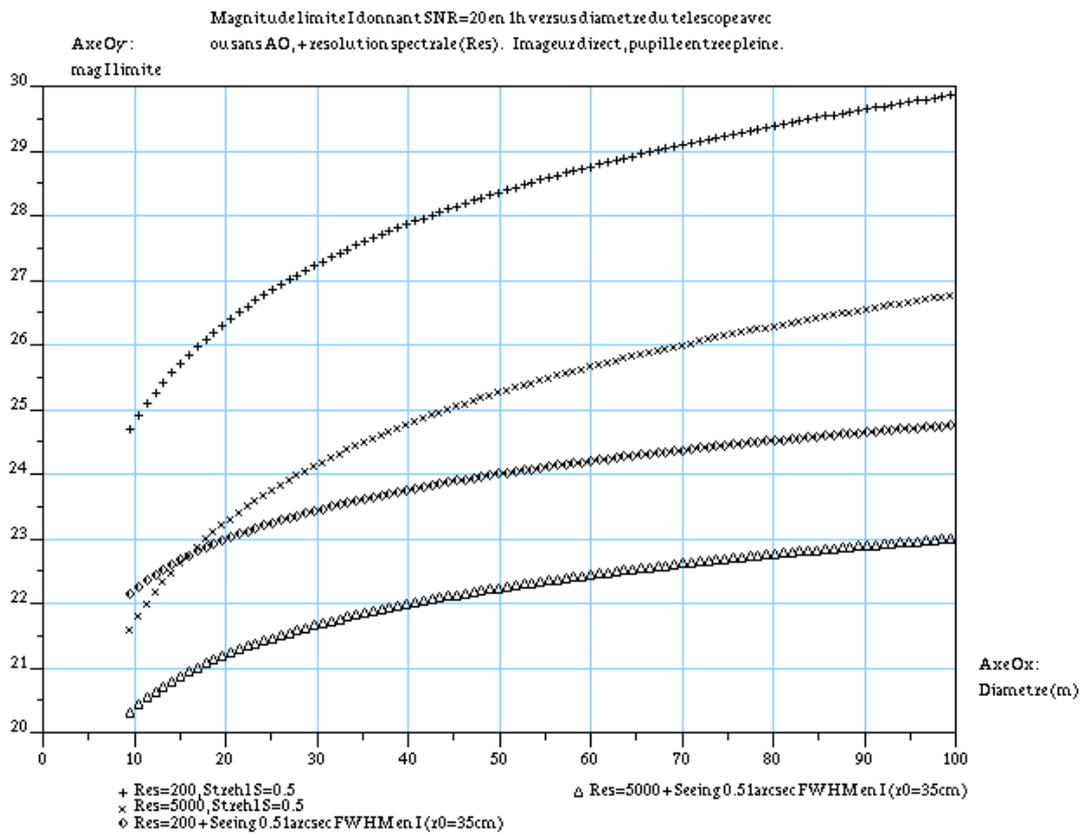


Figure 5.2.9.2. : Magnitude limite I en spectroscopie (voir tableau 5.2.7.1. et 5.2.9.1. ci-dessus).

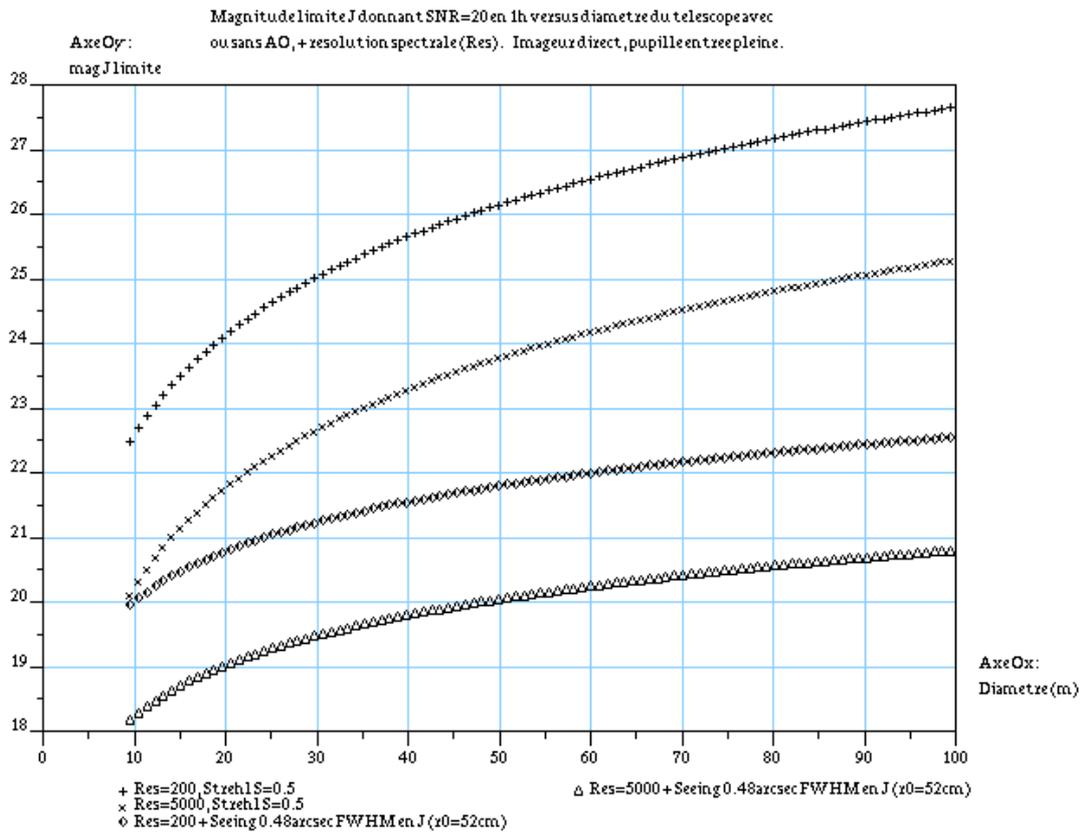


Figure 5.2.9.3. : Magnitude limite J en spectroscopie (voir tableau 5.2.9.1. et 5.2.7.1. ci-dessus).

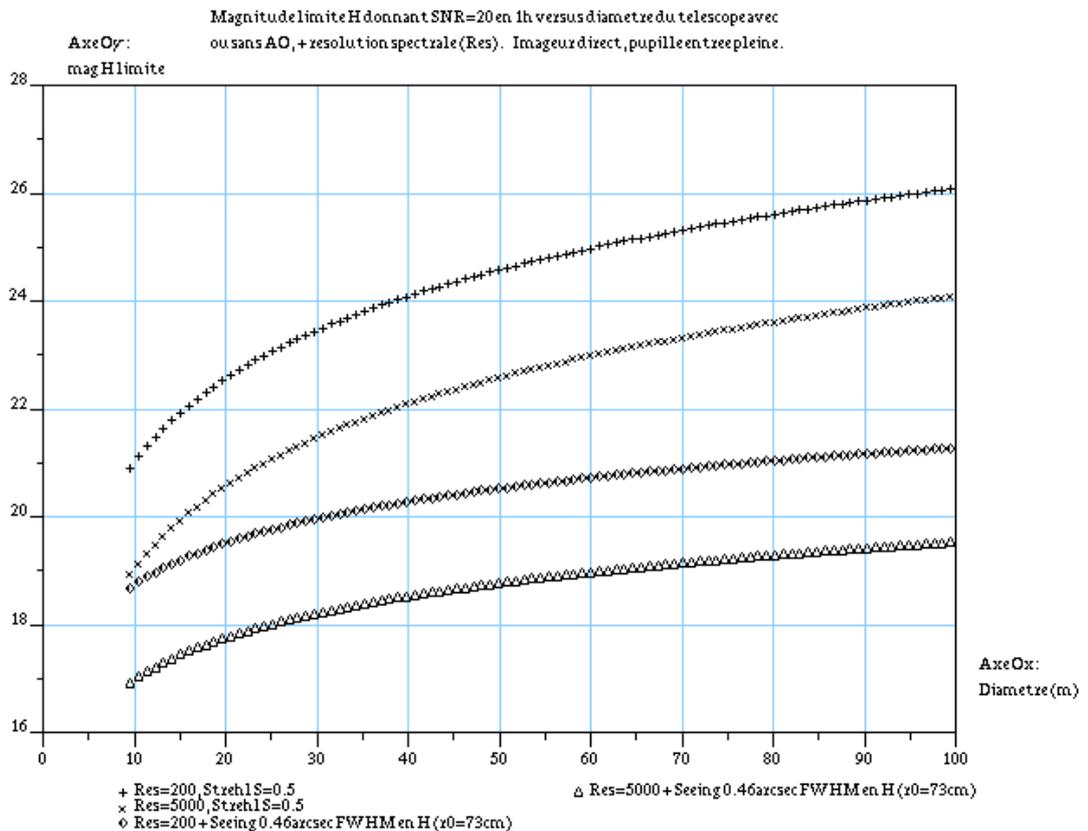


Figure 5.2.9.4. : Magnitude limite H en spectroscopie (voir tableau 5.2.9.1. et 5.2.7.1. ci-dessus).

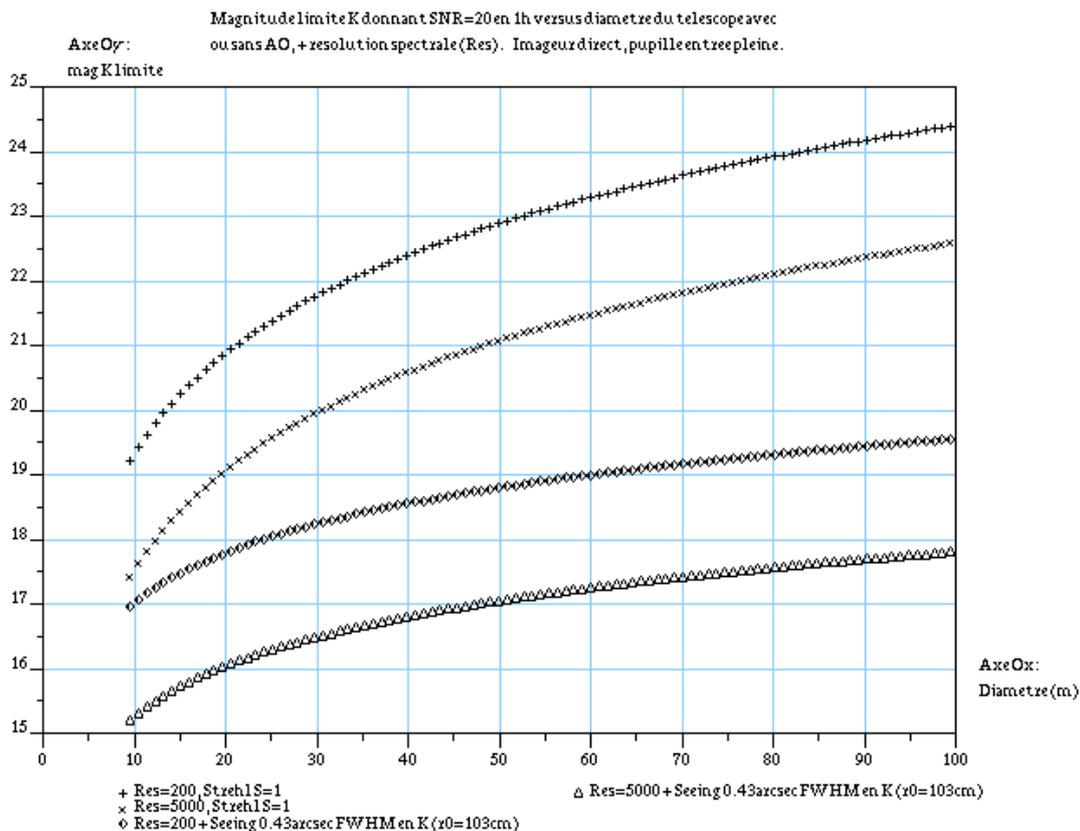


Figure 5.2.9.5. : Magnitude limite K en spectroscopie (voir tableau 5.2.9.1. et 5.2.7.1. ci-dessus).

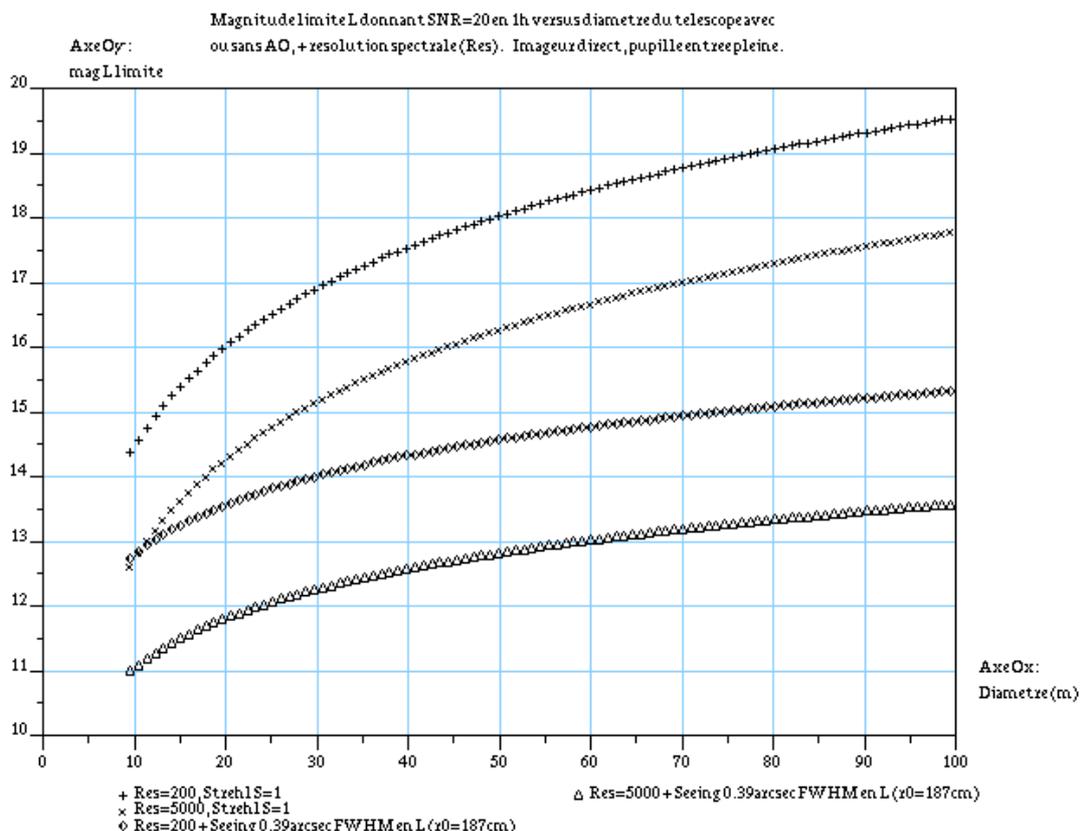


Figure 5.2.9.6. : Magnitude limite L en spectroscopie (voir tableau 5.2.9.1. et 5.2.7.1. ci-dessus).

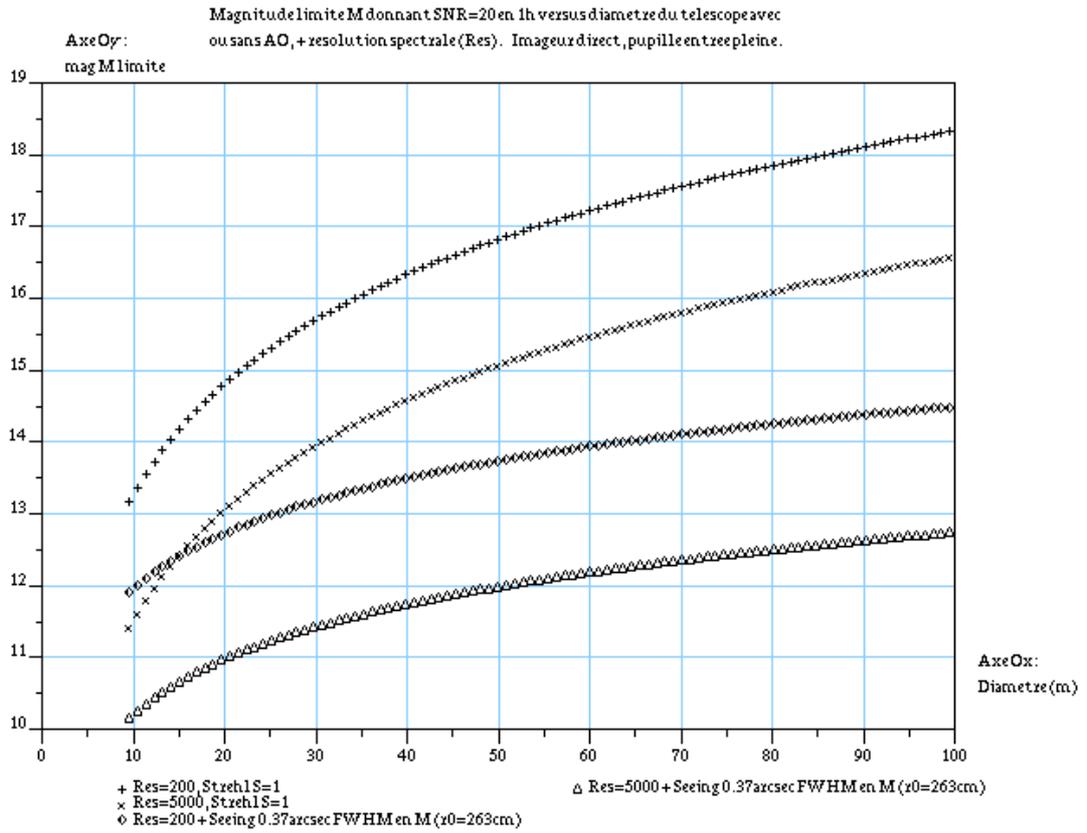


Figure 5.2.9.7. : Magnitude limite M en spectroscopie (voir tableau 5.2.9.1. et 5.2.7.1. ci-dessus).

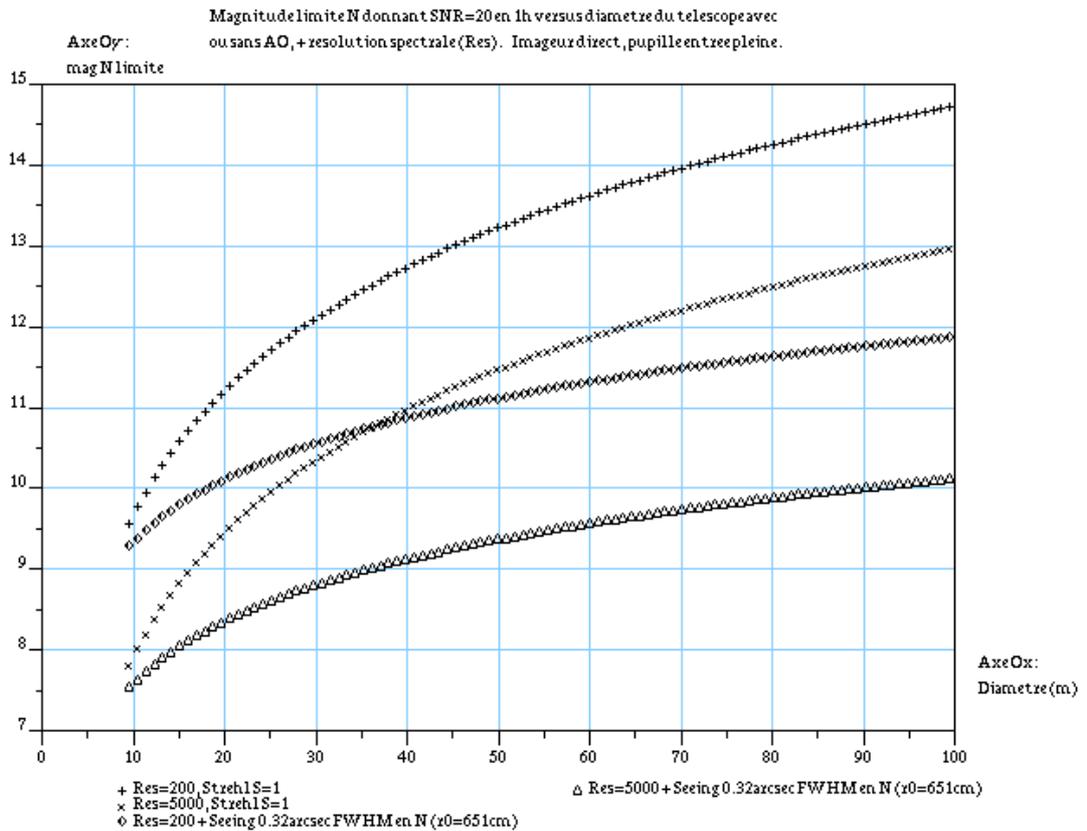


Figure 5.2.9.8. : Magnitude limite N en spectroscopie (voir tableau 5.2.9.1. et 5.2.7.1. ci-dessus).

## **6. Spécificité de l'espace (ou du stratosphérique)**

Pour:

- Base
- Bande passante en longueur d'onde: disparition des fenêtres dans tout le spectre.
- Fond thermique
- Couverture du ciel
- Pas d'optique adaptative (ou au moins pas aux fréquences de la turbulence atmosphérique), mais piston et tip-tilt restent nécessaires, surtout pour un miroir segmenté, *a fortiori* pour des *free-flyers*.
- Pas de MCAO nécessaire dans l'hypothèse où tous les défauts de front d'onde viennent du miroir primaire de l'instrument (un plan à corriger, donc un seul miroir adaptatif).

Contre:

- Coût
- Maintenance, intervention sur l'instrument
- Temps de développement
- Possibilité d'évolution de l'instrumentation
- Durée de vie (surtout pour le stratosphérique)

## **7. Contraintes techniques - éléments pour une comparaison 'système'**

### **7.1. Tableau comparatif**

La comparaison utilise des + et des – pour décrire des caractères respectivement avantageux ou désavantageux du point de vue des performances (/perf) ou du point de vue de la faisabilité technologique (/tech).

Pour une description plus complète des instruments mentionnés dans le tableau, se reporter aux annexes en fin de document.

Type d'instrument (sol ou espace)	Télescope Monopupille géant, imageur direct NGCFHT (Burgarella et al 2000) FAST (Arnold 1999) OWL (Dierickx et al 2000)	Interféromètre imageur direct hyper-télescope Carlina (Labeyrie 2000), OVLAHT (Lardière 2000)	Interféromètre imageur par SO (NG-VLTI)
<b>Rappel : surface collectrice</b>	350 à 7900 m <sup>2</sup>	350 à 7900 m <sup>2</sup>	300 à 1800 (voire 7900) m <sup>2</sup>
<b>Rappel : bases</b>	30 à 100 m	100 à 1000 m au sol	
<b>BASES ET SITES</b>			
<b>Spécificité de l'espace: Bases</b>	$B < \text{ou} = 30 \text{ m}$ (cf Angel et al 2001 ?)	$N < \text{ou} = 36$ (TPF) $d < \text{ou} = 2 \text{ m}$ $SC < \text{ou} = 113 \text{ m}^2$ Telescopes <i>free-flyers</i> , $B = 100\text{m}$ (voire $> 1000 \text{ m} ?$ ) pour IR thermique  $N < \text{ou} = 36$ (TPF) $d < \text{ou} = 1 \text{ m} ?$ $SC < \text{ou} = 30 \text{ m}^2 ?$ Structure $B > 10 \text{ m}$ $B < 50 \text{ m} ?$ Pour V ou UV ? R&D structure, structure adaptative	
<b>Couverture plan (u,v)</b>	Fonction de transfert compacte  +/perf	Fonction de transfert non compacte mais possibilité de supersynthèse -/perf	Fonction de transfert non compacte mais possibilité de supersynthèse - - /perf
<b>Dimension du site (environ B<sup>2</sup>)</b>	< 5 ha +/tech	Jusqu'à 150 ha, plaine, ou vallée -/tech	Jusqu'à 150 ha, plaine -/tech
<b>Caractérisation du site (spécificité du sol...)</b>	Technique existante +/tech	Plus difficile car site très grand (besoin de R&D ?) -/tech	-/tech
<b>Existence du site (spécificité du sol...)</b>	+/tech	- /tech (Carlina) - + /tech selon la base (OVLAHT)	- + /tech, selon la base
<b>Spécificité de l'espace: site</b>	++/perf, point de Lagrange etc - - /tech contrôle d'attitude des free-flyers, etc		
<b>ASPECTS MECANIQUES</b>			
<b>Monture</b>	Géante -> R&D  -/tech	Statiques pour les collecteurs, mais R&D pour le foyer (ballon?) (Carlina) -/tech Petites, technologie existante, alt-alt ou alt-az (OVLAHT) ++/tech	Petites, technologie existante alt-alt ou alt-az  ++/tech
<b>Pointage</b>	+/tech	-/tech	-/tech
<b>Compacité H = hauteur/diamètre (hauteur au-dessus du sol)</b>	OWL $H = 1$ -/tech FAST $H = 0.4$ +/tech	Carlina $H > 2$ - - /tech OVLAHT $H < 0.02$ ++/tech	$H < 0.02$ ++/tech

<b>Type d'instrument (sol ou espace)</b>	<b>Télescope Monopupille géant, imageur direct NGCFHT (Burgarella et al 2000) FAST (Arnold 1999) OWL (Dierickx et al 2000)</b>	<b>Interféromètre imageur direct hyper-télescope Carlina (Labeyrie 2000), OVLAHT (Lardière 2000)</b>	<b>Interféromètre imageur par SO (NG-VLTI)</b>
<b>Freq. propres de la structure</b>	>1.1, 1.35 Hz (OWL) déplacement 20mm <i>avec</i> amortissement -/tech et /perf  > 3 Hz ? (FAST, structure plus compacte) +/tech et /perf  R&D structure, structure adaptative	Amortissement du vent => freq propres station focale > 8Hz -/tech et /perf Télescopes au sol OVLAHT > 10Hz (VLT = 7.2Hz) +/tech et /perf  R&D structure, structure adaptative	Télescopes au sol petit télescope > 10Hz (VLT = 7.2Hz)  + /tech et /perf
<b>Sensibilité au vent, paramètre lié à la compacité de l'instrument et aux fréquences propres de la structure (énergie du vent surtout entre 0 et 3Hz)</b>	Forte (OWL) - /tech et /perf  moins forte pour FAST? -/tech et /perf  R&D structure, structure adaptative	Forte au foyer 'aérien' (Carlina) --/tech et /perf Plus faible avec de petits télescopes au sol (OVLAHT) +/tech et /perf R&D structure, structure adaptative	Plus faible avec de petits télescopes au sol  +/tech et /perf
<b>Coupole / abri</b>	Oui, très grande et haute  - -/tech (OWL) - /tech (FAST, NGCFHT)	Abri de la surface collectrice +/tech station focale ? (Carlina) -/tech  Plus petites, technologie existante (OVLAHT) +/tech	Plus petites, technologie existante  +/tech
<b>Turbulence locale (compacité, monture, dome)</b>	Due à la structure très haute du télescope (OWL)? -/tech et /perf FAST structure compacte, tunnels pour le transport des faisceaux ? (FAST) +/tech et /perf  R&D Modélisation des écoulements, maquettage	+/tech et /perf  R&D Modélisation des écoulements, maquettage	+/tech et /perf
<b>Spécificité de l'espace: Monture, compacité, vibration</b>	Sources de vibration : i) Chocs thermiques jour/nuit => écran ou baffle ii) Actionneurs ?  Pas de 'turbulence' rapide, mais quel spectre temporel pour les dérives de phase ? R&D structure, structure adaptative		

Type d'instrument (sol ou espace)	Télescope Monopupille géant, imageur direct NGCFHT (Burgarella et al 2000) FAST (Arnold 1999) OWL (Dierickx et al 2000)	Interféromètre imageur direct hyper-télescope Carlina (Labeyrie 2000), OVLAHT (Lardière 2000)	Interféromètre imageur par SO (NG-VLTI)
<b>OPTIQUE ACTIVE</b> Nombre de ddl pour la mise en phase de M1 (basses fréq. temporelles, hors AO) (piston, tip et tilt, soit 3 fois le nombre de miroirs segmentés, voire plus si segments actifs)  pour mémoire : 200 actuateurs / miroir M1 UT	3x2000=6000 (OWL M2), +500 (OWL M3 M4 M5) = 6500 + M1 ? - /tech 3x36x2 = 216 (FAST, M2 + M6) + 200*36 (M1) = 7416 - /tech 3+focus=4 (NGCFHT M2) + 3*6 (NGCFHT M1) +200*6 (M1) = 1222 + /tech	Aucun sur M1 (Carlina) car M1 fixe, mais 3x450=1350 à 3x2500=7500 dans l'étage de reprise de la pupille - /tech (M1M2)x3x36(telescopes) =216 (OVLAHT M1 passifs+M2) + + /tech	(3+200)x6=1218 à (3+200)x156=31668 + à - - /tech
<b>OPTIQUE ADAPTATIVE</b> Nombre d'actuateurs total (surface coll. / $r_0^2$ ) $r_0 = 20\text{cm}$ en V  Nombre d'actuateurs par sous-pupille, en V  Pour la MCAO, multiplier par le nombre de miroirs adaptatifs	11000 à 250000 R&D forte - /tech  11000 à 250000  R&D AO et MCAO	11000 à 250000 R&D (selon taille de sous pupille) - + /tech  10 à 100  R&D AO et MCAO	10000 à 250000 Moins de R&D si réseau d'UT de 8m + /tech  1600  R&D MCAO
Nombre de LAR ou de télescopes mobiles  1 <sup>er</sup> étage: optique active = compensation de la ddm=f(angle horaire de l'étoile)	0 + + /tech	0 (Carlina) + + /tech N (OVLAHT) R&D forte - /tech	N - /tech  LAR à fibre: R&D
'LAR' 2 <sup>nd</sup> étage: optique adaptative = compensation de la ddm atmosphérique (piston)  1 compensateur de ddm atmosphérique / segment ou sous-pupille	N=2000 (OWL) - /tech	N=113 à 27800 (Carlina) + à - - /tech N=36 (OVLAHT) + /tech	N=6 à 156 + /tech  LAR à fibre: R&D
<b>Recombineur</b>	Aucun + + /tech	1 par station focale (densifieur de Carlina) + + /tech  1 à N/3 (OVLAHT) éventuellement mobiles, complexité - - /tech  R&D	1 au moins complexité, - /tech  R&D

Type d'instrument (sol ou espace)	Télescope Monopupille géant, imageur direct NGCFHT (Burgarella et al 2000) FAST (Arnold 1999) OWL (Dierickx et al 2000)	Interféromètre imageur direct hyper-télescope Carlina (Labeyrie 2000), OVLAHT (Lardière 2000)	Interféromètre imageur par SO (NG-VLTI)
<b>ASPECTS OPTIQUES</b>			
Nombre de réflexions ou de miroirs (influence sur la transmission globale de l'instrument, sur les alignements, sur la maintenance etc)	6 (OWL) + /perf 6 à 8 (FAST) + /perf 3 à 4 (NGCFHT) ++/perf 2 (RC de CELT***) +++/perf	3 + densifieur (Carlina) + /perf  >= 4 (OVLAHT) + /perf	>= 4 par voie  + /perf  (VLTI: >14 -/perf)  Transport par fibres sur de grande base: R&D
Asphéricité des miroirs (technologie de fabrication pour)	Correcteur d'ab. spher., >> mm d'aspher. (OWL ) - - /tech M1 30m (NGCFHT) - + /tech M1et M6 de FAST + -/tech  R&D	Correcteur de Mertz >> mm d'aspher. (Carlina) - - /tech  OVLAHT + +/tech  R&D	Technologie existante pour les UT + +/tech
ADC (Atmos. Dispersion Corr.)	Difficulté croissante avec D R&D	Difficulté croissante avec B R&D	Difficulté croissante avec B Possibilité de transport des faisceaux horiz. dans le vide, R&D
Spécificité de l'espace: ADC	Aucun + /tech et /perf		
Contrôle de la polarisation	Miroirs fixes, angles faibles (OWL)  Miroirs fixes, angles élevés (M5 et M6 FAST)	Miroirs plus nombreux, rotation différentielle  => Prise en compte tôt dans le design	Miroirs plus nombreux, rotation différentielle  => Prise en compte tôt dans le design
Elimination du fond thermique	++ /tech et /perf pupille pleine (OWL, FAST, NGCHT)	--/tech et /perf (pupille diluée)  R&D ?	--/tech et /perf (pupille diluée)  R&D ?
Spécificité de l'espace: Fond thermique	Refroidissement passif jusqu'à 40 K + + /tech et /perf difficulté de la calibration (voir ISO ?)		
<b>OBSERVATION</b>			
Calibration du signal	1)Calibration sur étoile de référence  2)Reconstruction d'image à partir de front d'onde enregistré (=> quantité de données)	1)Calibration sur étoile de référence  2)Reconstruction d'image à partir de front d'onde enregistré + info de piston des sous-pupilles (=> quantité de données)	Calibration photométrique sur chaque voie ⇔ calibration des visibilité

Type d'instrument (sol ou espace)	Télescope Monopupille géant, imageur direct NGCFHT (Burgarella et al 2000) FAST (Arnold 1999) OWL (Dierickx et al 2000)	Interféromètre imageur direct hyper-télescope Carlina (Labeyrie 2000), OVLAHT (Lardière 2000)	Interféromètre imageur par SO (NG-VLTI)
Reconstruction d'images	Imagerie directe Déconvolution  R&D	Imagerie directe Déconvolution possible  R&D	Imagerie indirecte Synthèse d'ouverture  R&D
<b>VIE DE L'INSTRUMENT</b>			
Modularité ou possibilités d'évolution de la pupille	Pupille figée - /perf	N et B peuvent être augmentés + /perf  (exemples: nombre d'AT au VLTI, nombre d'antennes de l'IRAM)	
Gestion de l'instrumentation focale	Gestion type <i>physique nucléaire</i> : un seul instrument focal <i>par génération d'instrument focal...</i>	Comme pour les monopupilles, un seul instrument focal <i>par génération d'instrument focal... ?</i>	
Maintenance	+ /tech	+ /tech	+ /tech
Spécificité de l'espace: Maintenance	-- /tech: coût, calendrier et délai de la maintenance		
Coût hors instrumentation (MEuro)	722 (Swedish 50m*) 1000 (OWL**) 150 à 200 (NGCFHT 16m)  dont 2 à 8% pour le dôme (Mountain 1996)	?	?  voir ALMA pour les effets de série ?
Spécificité de l'espace: Coût	Coût sol x 10, à confirmer -- /tech		

\* Torben Andersen, 1999 <http://nastol.astro.lu.se/~torben/50m/budget.html>.

\*\*Dierickx 1999.

\*\*\* CELT: Mast et al. 2000.

## **7.2. Discussions des contraintes techniques**

On commente ci-dessous le tableau précédent.

### **7.2.1. Base et site**

La première partie du tableau rappelle les bases et discute les conséquences sur le site. En particulier apparaît la difficulté de la caractérisation du site, outre celle de son existence au sol. Les études de site se contentaient jusque-là de caractériser la nébulosité, le seeing et l'hygrométrie. Il faudra rajouter des mesures plus fines de l'atmosphère au-dessus du site, en particulier pour les besoins de la MCAO: mesures de  $C_n^2(z)$  (variation de l'indice de réfraction avec l'altitude), de  $t_0$  (temps de cohérence de la turbulence) et de l'altitude de la couche de sodium (altitude variant sensiblement au cours de la nuit).

### **7.2.2. Aspects mécaniques**

Le second bloc du tableau aborde des aspects relatifs à la monture de l'instrument. Sa compacité semble un aspect important à prendre en compte vis à vis du vent et des vibrations qu'il génère. Des systèmes d'amortissement actif sont envisagés dans l'étude OWL. La compacité se répercute aussi sur le coût du dôme (2 à 8% du total, Mountain 1996).

### **7.2.3. Optique active et adaptative**

Le troisième bloc du tableau considère les différents éléments actifs ou adaptatifs pour la mise en phase de l'instrument.

L'optique active a une bande passante de 0 à 1Hz environ. Elle corrige les aberrations évoluant lentement dans le temps: déformation du primaire, déplacement du secondaire, effets du vent.

Dans la rubrique *optique active*, on distingue le nombre d'actionneurs de déplacement (piston, tip et tilt) par opposition aux nombres d'actionneurs de déformation, soit respectivement 3 par segment, et 200 axiaux et latéraux par exemple pour des miroirs déformables comme les primaires du VLT.

L'optique adaptative corrige les effets sur le front d'onde dus à l'atmosphère. La bande de fréquence est de 1 à 200Hz ou plus. Idéalement, les bandes 'active' et 'adaptative' doivent se recouvrir.

Dans la rubrique *optique adaptative*, on dénombre le nombre d'actionneurs total (i.e. sur toute la pupille d'entrée) puis le nombre par sous-pupille. Pour la MCAO, il faut encore multiplier le nombre d'actionneurs par le nombre de miroirs (si on fait l'hypothèse simplificatrice mais justifiée par des simulations qu'on peut se contenter du même nombre d'actuateurs quelle que soit l'altitude de la couche corrigée).

Dans l'optique active et adaptative, on identifie aussi les lignes à retards LAR comme des éléments actifs au sens large: *actif* pour le premier étage de compensation de ddm, due à la variation de l'angle horaire de la source. C'est le mouvement principal (macroscopique) de la LAR. Le second étage est *adaptatif*: C'est l'étage de compensation du piston atmosphérique pour la mise en phase fine de l'instrument.

Enfin le recombineur est caractéristique des interféromètres et absent dans le cas du monopupille. Il est complexe par toutes les fonctions qu'il assure (voir Regain/GI2T). Il intègre des éléments d'optique active et adaptative.

### **7.2.4. Autres aspects optiques**

La suite du tableau aborde divers aspects des concepts optiques:

- nombres de réflexion sur miroir, qui intéresse la transmission globale de l'instrument.

- asphéricité des miroirs: difficulté de leur fabrication.
- ADC: point difficile au sol, mais qui disparaît dans l'espace.
- Contrôle de la polarisation: plus difficile dans le cas de nombreux miroirs, *a fortiori* quand les incidences sur les miroirs sont variables et élevées. Il faut favoriser des montages optiques symétriques.
- Fond thermique à éliminer: plus difficile dans le cas de nombreux miroirs, et dans le cas d'une pupille diluée. La pupille de sortie densifiée présente de ce fait un avantage.

### **7.2.5. Observation: calibration et reconstruction d'image**

La R&D doit être soutenue et développée dans ces deux domaines. En radio-astronomie, les observations faites avec l'interféromètre du plateau de Bure fournissent aujourd'hui à l'astronome directement une image et non plus un ensemble de visibilités. Il est souhaitable évidemment d'arriver à ce stade en optique!

### **7.2.6. Vie de l'instrument: évolution, maintenance, gestion**

Un monopupille ne peut évoluer que par son instrumentation focale, alors qu'un interféromètre peut évoluer en base et nombre de sous-pupilles. Dans le second cas, cette évolution possible est quand même difficile: de plus grandes bases impliquent des LAR plus rapides et de plus grandes courses. Le recombineur doit aussi permettre la modularité et ceci implique une étude en conséquence dès la conception de l'instrument. Cette possibilité d'évolution de la pupille reste un atout fort pour les interféromètres. C'est aussi vrai pour l'espace, dans le cas d'un réseau de *free flyers*.

### **7.2.7. Coût**

L'ancienne loi d'échelle donnant le coût proportionnel au diamètre  $D^{2.6}$  doit être cassée pour les diamètres envisagés aujourd'hui. Les 10m du Keck suivent une loi en  $D^{1.4}$ . Pour les 30 – 100m, il faudrait rester dans une enveloppe inférieure à 1 Geuro pour éviter le syndrome du Super-Collider qui a du être interrompu à cause de son coût trop élevé. Il faut atteindre une loi en  $D^{1.2}$  (G. Monnet, atelier optique de l'INSU à Grenoble, 5 mars 2001). Cette contrainte de coût limite implique des efforts de R&D pour mettre au point des techniques nouvelles de meilleurs prix, sur tous les aspects qui intéressent l'instrument: mécanique, optomécanique, optique, etc. A confirmer: l'espace reste 10 fois plus cher que le sol (à D égal ?).

## **7.3. Identification des clés technologiques**

Le tableau précédent permet d'identifier les sujets prioritaires pour la R&D future. Y sont aussi intégrés les différentes R&D discutées à l'atelier INSU 'optique astronomique' de Grenoble (5-7 mars 2001).

### **7.3.1. Optique adaptative AO/MCAO et miroirs déformables adaptatifs**

Le Louarn et al. (2000), Dekany et al. (2000) et de nombreux autres auteurs insistent sur le fait que l'optique adaptative est une des difficultés majeures pour les futures grands instruments. Bien que des articles récents en montrent la faisabilité, les développements et la mise au point d'une AO/MCAO donnant des Strehl de quelques dizaines de % dans le visible sur des grands télescopes seront très longs. L'ESO parle de 2020 dans le cas de OWL (G. Monnet, atelier optique de l'INSU à Grenoble, 5 mars 2001). La complexité de l'AO et les efforts à mettre en œuvre sont sans doute des arguments forts en faveur de l'espace, et les liens entre la communauté HRA et agences spatiales doivent être renforcés.

La MCAO et les techniques de tomographie de l'atmosphère apportent de nouveaux outils pour une correction très efficace sur un grand champ (1') de la turbulence atmosphérique, au prix d'une complexification sensible des moyens techniques à mettre en

œuvre. La MCAO et la tomographie sont des domaines encore jeunes, actuellement en plein essor.

De gros efforts technologiques sont faits pour développer des miroirs adaptatifs et arriver à  $10^5$  actionneurs nécessaires à la correction sur une pupille de 30 à 100m de diamètre (CELT ou OWL). Les micro-miroirs intégrés sur du Silicium (MOEMS) sont une des pistes explorées (Zamkotsian et al. 2000). Ces technologies *intégrées* ont souvent des applications autres qu'astronomiques (vidéo projection etc.) et on peut aussi se heurter à des problèmes de secret industriel.

On pense aussi rendre le miroir primaire adaptatif, en plus du secondaire (Brusa et al. 1999).

Notons que pour les instruments au sol, l'OA sera plus facile à implémenter sur un réseau de 30 ou 36 télescopes de 2 à 8m du fait de leur pupille plus petite (FAST, NG-VLTI, etc) grâce au savoir faire actuel sur des pupilles de cette taille. L'AO consisterait en un concept à 2 étages -phasing de chaque sous-ouverture puis mise en phase (correction du piston entre les bras de l'interféromètre) uniquement dans le recombineur (Mariotti 1994).

Pour des instruments plus petits (4m), il faut développer des systèmes à bas coût, ou au moins des composants (miroirs déformables, actionneurs, analyseurs de surface d'onde) comme par exemple le système du Mont Mégantic au Canada (<http://www.astro.umontreal.ca/~liva/oafr.html>) pour équiper à court terme nos installations existantes (interférométrie, imagerie, spectro).

Les techniques d'analyse de surface d'onde doivent aussi progresser: interférométriques, Hartman-Shack, courbure, et autres.

### 7.3.2. Laser pour AO

Les techniques d'étoile laser demandent des lasers de puissance 50W environ pour lesquels la R&D est nécessaire.

### 7.3.3. Substrats possibles pour les grandes mosaïques de miroirs

Outre les classiques Zérodur de Schott et l'ULE de Corning, des recherches concernent l'utilisation du carbure de silicium (SiC) qui permettrait en plus des substrats classiques de gagner en poids (30% sur la masse du primaire de OWL par exemple).

D'autres matériaux sont envisageables: fibre de carbone (par exemple Chen & Romeo 1999, 2000), composites avec des métaux, répliques ?

### 7.3.4. Matériaux réfractifs

La situation internationale des verres optiques est fragile: peu de producteurs (Schott, OHARA au Japon, et Corning). Des verres disparaissent des catalogues.

De nouveaux matériaux apparaissent (photoréfractifs). Ils présentent peut-être un intérêt comme correcteur de turbulence 'volumique': l'épaisseur d'air ou au moins les couches les plus turbulentes au-dessus de l'instrument sont conjuguées à des couches du matériau dont on peut moduler la phase par modulation de l'indice et ainsi corriger la turbulence (MCAO).

Autres: grisms à hologramme volumique de phase (le réseau n'est plus gravé sur une face du prisme, mais obtenu par holographie sous la forme d'un réseau de phase épais).

### 7.3.5. Optique active

Nouveaux actuateurs par rapport à ceux utilisés pour les 8m ? Plus grande plage de correction ? Miroirs à courbure variable ? asphérisation *in situ* ? etc.

### 7.3.6. Polissage actif

Nouvelles techniques nécessaires pour tailler des miroirs très asphériques (asphéricité > 1mm): polissage diamant, polissage ionique, etc. En matière de polissage ou de fabrication de grandes optiques, la France a une position internationale forte: 8m du VLT et de Gemini.

### 7.3.7. Compensateurs de différence de marche 1D ou 2D: LAR

Les grandes bases envisagées pour les interféromètres impliquent des progrès en matière de vitesse des compensateurs de différence de marche, qui soient 1D (une dimension) : LAR sur rails, ou translateurs de télescope sur rail, ou qu'ils soient 2D : véhicule (roues ou hexapodes à pattes) rendant le télescope et/ou le recombineur mobile pendant l'observation.

Pour mémoire, la vitesse maxi de variation de la différence de marche est de l'ordre de 5mm/s pour 100m de base. Pour une base de 1km, la vitesse est de 50mm/s, soit 0.2km/h. Il faut gagner un ordre de grandeur sur les vitesses des LAR actuelles, et/ou démarrer la R&D pour les compensateurs 2D. L'installation sur des lacs salés très secs et très plats du Chili est peut-être une possibilité intéressante (Lardière 2000).

### 7.3.8. Recombineurs

Éléments complexes, ils doivent faire l'objet de R&D pour chaque instrument particulier: OVLAHT, Carlina, NG-VLTI. Ils doivent intégrer l'ensemble des fonctions de service (défini sur Regain/GI2T): stabilisation de pupilles (3D), rotation de champ, guidage, LAR 2<sup>nd</sup> étage (piston atmosphérique), sources de calibration, guidage, outils d'alignement interne, etc. Dans le cas d'OVLAHT, des recombineurs intermédiaires peuvent être mobiles (voir paragraphe précédent).

### 7.3.9. Fibres optiques

Le transport de la lumière par fibre fait déjà l'objet de R&D. LAR ou transport entre les sous-pupilles, en V ou IR.

### 7.3.10. Technologie ballon

Des travaux sont nécessaires pour mettre au point des technologies utilisant un ballon à hélium pour porter le recombineur/densifieur au foyer de M1. L'altitude est de l'ordre de 200m à 2km. Il faut asservir l'instrument focal en translation et en angle. Les techniques actuelles de ballons stratosphériques permettent de construire des plateformes suspendues sous des ballons portant des télescopes de diamètre de quelques dizaines de cm. La stabilisation angulaire de ces plateformes permet un suivi sidéral avec une précision de 1'' environ.

Les radioastronomes canadiens ont fait une étude montrant qu'il était possible d'atteindre une précision de positionnement de 1cm avec des vents de 10m/s par contrôle actif (the Large Adaptive Reflector, <http://www.drao.nrc.ca/science/ska>). La NASA a aussi un programme scientifique 'ballon' : <http://www.wff.nasa.gov/pages/scientificballoons.html>.

Une alternative au ballon reste celle de s'installer au Dôme C à proximité du Pôle Sud. Les conditions de froid impliquent de nouvelles difficultés, avec l'avantage d'un très bon ciel (à quantifier), mais une couverture du ciel moindre.

### 7.3.11. Interféromètre dans l'espace: free-flyer et contrôle d'attitude

Deux grandes options sont avancées pour le type de plateforme interférométrique spatiale: une seule plateforme très grande portant les télescopes, ou bien plusieurs plateformes non connectées entre elles (*free-flyer*). Pour atteindre de grandes bases (> 30m ?), on préfère la seconde solution. Le contrôle d'attitude de chaque télescope devient un point crucial pour la recombinaison.

Plusieurs solutions sont avancées: les *moteurs ioniques* (ESA/ESTEC), à durée de vie limitée (quelle durée ?), et pouvant polluer les optiques par condensation sur les miroirs très froids; les *voiles solaires*, qui permettent un contrôle théoriquement très doux des télescopes. Les voiles solaires n'ont pas encore été testés pour le contrôle d'attitude spatial. Une étude est proposée pour TPF dans la thèse de O. Lardière (Lardière 2000).

### 7.3.12. Mise en phase et métrologie du cm au nm

Une mise en phase et une très grande qualité des fronts d'onde est nécessaire en coronographie pour atteindre des taux de réjection significatifs pour la détection d'exo-planète (réjection  $10^5$  au moins en IR).

Pour la détection d'ondes gravitationnelles, LISA (<http://lisa.jpl.nasa.gov/>) prévoit d'utiliser dans l'espace 3 antennes positionnées aux sommets d'un triangle équilatéral de 5 millions de km de côté, avec une métrologie des bases donnant une précision de 10 picomètres rafraîchie chaque seconde. Les choix techniques pour cette mission peuvent fournir des éléments pour les applications interférométriques pour l'astrophysique.

Au sol ou dans l'espace, on peut envisager des systèmes de métrologie au cm ou au mm basés sur la télémétrie laser (mesure de temps de vol, ou décalage de phase, mesures à 20Hz sur des systèmes militaires) ou des systèmes exploitant les possibilités et la souplesse du réseau GPS (Global Positioning System).

### 7.3.13. Miroirs membranes pour l'espace

Des solutions pour avoir de grandes surfaces collectrices dans l'espace ont fait l'objet de propositions déjà anciennes (Labeyrie 1979). Angel et al. (1999) proposent à la NASA des membranes planes en plastique pour un télescope spatial de 100m de diamètre à pupille pleine.

### 7.3.14. Mise en phase de miroir segmenté

Fait actuellement l'objet de nombreuses R&D dans différents labos (Dohlen & Fresneau 1999, Cuevas et al. 2000, etc).

### 7.3.15. Structures actives ou adaptatives, monture géante, matériaux structuraux

Envisagées pour le NGCFHT, envisagées aussi pour les structures dans l'espace (*smart structures* du JPL). La R&D pour les grandes montures est en cours (ESO etc.) et concernent les supports hydrostatiques pour la monture, mais aussi les techniques d'amortissement actif ou passif, du au vent principalement.

Ces grandes structures bénéficieront sans doute de nouveaux matériaux structuraux, type composite fibre de carbone, ou carbure de silicium. La R&D en science des matériaux, dans un domaine aussi en amont de l'astrophysique, si elle ne peut se faire dans nos laboratoires, se doit d'être suivie de près, et les collaborations instrumentation astronomique / science des matériaux se développeront. C'est déjà le cas pour le SiC, cela a été le cas par exemple pour les miroirs métalliques envisagés pour le VLT dans les années 1980 (Enard et al., 1987).

Zone aveugle au zénith: inconvéient de l'altaz, cette zone vaut  $1^\circ$  de part et d'autre du zénith. En pratique, il est déconseillé aux observateurs du VLT de pointer à moins de 3 deg du zénith, en raison de la rotation rapide de l'instrument Nasmyth, quand ce foyer est utilisé. Au méridien, une étoile passant à un degré du zénith nécessite une vitesse de rotation azimutale de 10'/sec, ce qui correspond à une vitesse linéaire au bord du miroir de 100m de 14.6 cm/s. Quelles vibrations seront générées ? Quel loi en découlera pour les performances versus z (et l'angle horaire) ? Vis-à-vis de cette zone aveugle, pour l'interférométrie les montures alt-alt ou boule semblent les mieux adaptées (voir Lardière 2000) au moins pour des télescopes de  $< 4m$ .

### 7.3.16. Monture de télescope pour l'interférométrie

Pour un réseau de télescopes de 1 à 4m comme OVLA, OVLAHT ou IRVLA (Ridgway & Roddier 2000), il est souhaitable de développer une monture compacte et facilement industrialisable. Il y a au moins trois voies possibles :

- Type *alt-alt*, qui permet de transporter un faisceau afocal vers le recombineur central ou intermédiaire après seulement 3 réflexions.
- Type *boule*, qui en plus de l'avantage des 3 réflexions, permet d'abriter le télescope à l'intérieur de la boule (Lardière 2000). Une boule proto existe, et une version fiabilisée (boule en aluminium, galets d'entraînement 2<sup>nd</sup> générations) serait prête à être réalisée.
- Type alt-az retenu pour les télescopes auxiliaires de 1.8m du VLTI. Ce type de monture est très répandu, et de nombreuses industries en maîtrisent parfaitement la construction. Elle requiert 7 réflexions pour le transport du faisceau afocal vers le recombineur.

### 7.3.17. Turbulence instrumentale, effets du vent sur M1

R&D à mener pour caractériser les écoulements dans les grands instruments. Des travaux ont été faits dans ce domaine pour le VLT.

Les effets du vent sur l'écrasement de M1 a aussi fait l'objet de travaux théoriques pour les M1 du VLT. Des mesures expérimentales de pressions sur un faux miroir avaient été faites, ce qui avait conduit à la connaissance du spectre du vent et aux aberrations optiques engendrées sur M1.

Pour les grands télescopes, maquettage nécessaire ?

### 7.3.18. Caractérisation du site au sol

R&D nécessaire pour caractériser un site de plusieurs hectares, voire  $km^2$  ?

### 7.3.19. Compensateur de dispersion atmosphérique

R&D ? Une solution a été trouvée pour OWL (déjà publiée?).

### 7.3.20. Fond thermique en IR

Son élimination doit-il faire l'objet d'une R&D particulière ? Voir l'expérience spatiale avec le satellite infra-rouge ISO.

### 7.3.21. Détecteurs: 3D (xy lambda, xyt), visible, IR, etc.

Les détecteurs 3D (xy lambda) seraient intéressants comme 'suiveur de franges' par exemple. Ils n'existent malheureusement pour l'instant qu'à l'état de mosaïque 6x6, fournissent une résolution spectrale de quelques 100 au maxi (Peacock et al.1997) et nécessitent la mise en œuvre de techniques de cryogénie au microK. Ils sont développés à l'ESA et aux USA (Perryman et al. 1999, Romani et al. 1999).

Les détecteurs visibles à comptage de photons font l'objet de développements continus au sein de la communauté HRA : par exemple la camera 3D (xyt) DELTA (Morel & Koechlin 1998).

Par ailleurs, les détecteurs IR sont en évolution rapide. A quand la possibilité du comptage de photons IR ?

### **7.3.22. Instrumentation focale**

Développement des multi-instruments pour exploiter tout le champ accessible au foyer d'un grand télescope: découpage du champ et installation de plusieurs instruments identiques en parallèle (extrapolation de VIMOS, actuellement en cours d'intégration pour le VLT, qui est formé de 4 spectros en parallèle).

La R&D en matière de robot pour l'instrumentation est demandée: positionneurs de fibres au foyer pour la spectro multi-objets par exemple, etc.

L'ESO travaille actuellement sur un nouveau type de découpeur d'image pour la spectro, qui pourrait rendre rapidement obsolètes les IFU à fibres.

L'instrumentation focale nécessite aussi des progrès en cryogénie (azote liquide ou plus froid).

### **7.3.23. Coronographie**

Il faut réaliser les prototypes des différents coronographes nouveaux qui voient le jour depuis la proposition de Roddier (CRAS 1997) de remplacer le premier masque d'amplitude dans le coronographe de Lyot par un masque de phase. La difficulté principale réside dans la réalisation d'un déphaseur achromatique. Les progrès spectaculaires dans la maîtrise des multicouches devraient permettre la réalisation de ces coronographes potentiellement plus performants que le coronographe de Lyot classique (Abe et al. 2001, Rouan et al 2000, Riaud et al. 2001). Pour être testés au sol, ils ont besoin d'une AO performante.

### **7.3.24. Reconsidération de l'interférométrie hétérodyne**

Cette technique expérimentée par Jean Gay sur l'interféromètre *Soir d'été* doit-elle être reconsidérée pour les instruments HRA de prochaine génération ? Elle est utilisée en radio, mais reste difficile en optique. Un avantage dans l'espace ?

### **7.3.25. Reconstruction d'image en interférométrie**

Développer les techniques de reconstruction d'images pour égaler à terme la synthèse radio: fournir à l'observateur en fin de mission non pas un ensemble de visibilité, mais une image.

## **8. Conclusion**

Nous avons mis en évidence que les futurs grands instruments peuvent être classés selon trois familles distinctes: télescope monopupille, interféromètre imageur direct et interféromètre imageur indirect. Retenons que leurs caractéristiques principales sont les suivantes (voir tableau chapitre 5 pour une analyse plus complète des performances):

- **Télescope monopupille:**
  - *Grand champ* (typiquement 30 à 60" dans le visible à la limite de diffraction si on peut bénéficier de la MCAO) fournissant de 100 à 1000x10<sup>6</sup> resels.
  - *Sensibilité* élevée grâce à la grande surface collectrice.
- **Interféromètre imageur direct:**
  - Avec une base plus grande que les monopupilles (> ou = à 10 fois), une *résolution spatiale supérieure d'un ordre de grandeur* aux monopupilles, mais sur un champ reconstituable sur le ciel de l'ordre de la seconde d'arc, fournissant jusqu'à 10<sup>5</sup> resels, soit 1000 à 10000 fois moins de resels qu'un monopupille.
  - Ce concept instrumental *fournit une image directe* du champ observé, mais un traitement numérique de l'image permet de "déplier le champ" et d'étendre l'image reconstruite au-delà du ZOF observé.
  - A surface collectrice égale, ce concept a la même sensibilité qu'un concept classique monopupille.
- **Interféromètre imageur indirect:**
  - Des bases là encore plus grandes que les diamètres des monopupilles fournissent une *résolution spatiale plus grande*.
  - Ce concept n'a pas la propriété de fournir une image directe, mais nécessite de reconstruire *a posteriori* une image à partir des visibilités mesurées.
  - La *sensibilité* est nettement plus faible, car limitée par la sensibilité d'une sous-ouverture.

Ces trois classes d'instruments ont aussi leurs points durs technologiques propres, bien que de nombreux points comme l'AO/MCAO, les techniques de mise en phase, la gestion de la complexité ou le coût concernent tous les futurs instruments. On peut rappeler les points durs spécifiques principaux (voir le tableau du chapitre 7 pour une analyse plus complète):

- **Télescope monopupille:**
  - Monture géante, masse et hauteur totale de l'instrument, sensibilité au vent et nécessité d'amortissement.
  - Pupille d'entrée sans possibilité d'évolution (en diamètre).
  - Analyseur de surface d'onde et nombre très grand (10<sup>5</sup>) d'actionneurs sur la pupille d'entrée.
- **Interféromètre imageur direct:**
  - Recombineur aérien sur ballon.
  - Site de taille kilométrique.
  - Les sous-pupilles sont plus petites, donc les analyseurs et nombre d'actionneurs par sous-pupille sont plus modestes, mais la reconstruction du front d'onde par

morceaux (en raison de la pupille d'entrée diluée) est ici une difficulté supplémentaire.

- Elimination du fond thermique.
- Interféromètre imageur indirect:
  - Lignes à retard, nombreuses et à grandes vitesses si les bases sont kilométriques.
  - Site de taille kilométrique.
  - Sensibilité à la turbulence horizontale si le transport des faisceaux est aérien, sinon nécessité d'un réseau souterrain comme celui du VLTI.
  - Complexité du recombineur.
  - La dimension des sous-pupilles est ici avantageuse pour l'AO.
  - Elimination du fond thermique.

Ainsi, de manière évidente, les grandes familles de télescopes ont donc des *spécificités propres*. Les performances et les points durs technologiques associés sont souvent différents. Dans tous les cas, les instruments seront complexes. Ils le seront d'autant plus qu'on leur demandera d'être performants selon tous les critères évoqués dans ce document et de servir de manière optimale l'ensemble des objectifs astrophysiques envisageables.

On peut se demander s'il n'est pas préférable d'envisager d'ores et déjà une spécificité (relative) des télescopes sur des performances déterminées. Un exemple marquant de ces derniers mois est *l'imagerie à haute dynamique*, qui apparaît comme nécessitant des télescopes au concept optique particulièrement optimisé. Ce besoin distingue même une nouvelle classe d'instruments, en plus de la classe 'grand collecteur à grand champ' et de la classe 'haute résolution angulaire'. Dans le cas de la proposition canadienne du NGCFHT (Kuhn et al. 2000, voir annexe), le changement de 2 miroirs (secondaire + tertiaire) permet de passer d'un mode grand champ à un mode imagerie haute dynamique.

Concevoir des instruments relativement spécialisés permettrait de lever des contraintes technologiques extrêmement difficiles, et donc de baisser les coûts, et pourquoi pas d'envisager ainsi la construction de deux grands instruments, scientifiquement complémentaires. Cette "relative spécialisation" a en fait déjà été amorcée avec la construction des télescopes de 8-10 m d'une part, offrant une grande sensibilité et un grand champ, et d'autre part des interféromètres, offrant une résolution angulaire bien plus grande, et une sensibilité et un champ moindre. Notons que le VLT et le VLTI ont chacun des objectifs stellaires, extragalactiques, planétaires etc. Ils abordent des aspects différents des objets étudiés, souvent complémentaires.

Cette "relative spécialisation" qu'on entrevoit pour les futurs grands instruments devra offrir un compromis satisfaisant entre des extrêmes qui seraient, d'une part, un instrument *très spécialisé* (par exemple un très grand monopupille équipé *d'un seul* instrument focal pendant plusieurs années pour *un seul* programme scientifique, pour des raisons de coût, de durée de développement, etc) et d'autre part, un instrument plus *généraliste*, fournissant *plusieurs instrumentations focales* qui optimisent l'utilisation *simultanée* de divers endroits du champ du télescope (par exemple NG-CFHT version Burgarella & Dohlen et al, 2000, voir annexe).

La difficulté entrevue pour la mise au point de l'AO et de la MCAO suggère de considérer l'espace comme une alternative de plus en plus plausible pour la HRA. Bien sûr, d'autres difficultés ou contraintes apparaissent, en particulier le coût.

Le temps nécessaire à la maturation de l'AO/MCAO conduira peut-être à utiliser les géants monopupilles *sans* AO les premières années. Un interféromètre à sous pupilles de 8m ou moins permettrait par contre de faire de l'imagerie à la limite de diffraction en bénéficiant presque tout de suite du savoir faire actuel en AO sur les 8m.

On pourrait donc s'orienter par exemple vers un grand collecteur fonctionnant dans ses premières années à la limite de la turbulence (jusqu'en 2020 si on considère la durée de mise au point entrevue par l'ESO aujourd'hui), et en parallèle un réseau interférométrique des télescopes beaucoup plus petits, mais fournissant sur des bases de 100 à 1000m la limite de diffraction (OVLAHT, NG-VLTI). Cela doit évidemment faire l'objet du débat de ces prochains mois.

**Bibliographie**

- Abe L., et al., A&A, soumis, 2001.
- Angel R. et al., Ultra Lightweight Space Optics Challenge NASA Workshop, 24-25 Mars 1999, Napa, California, 1999.
- Ardeberg A., SPIE Vol. 3352, 754-765, 1998.
- Arnold L., Proc. of Bäckaskog Workshop on Extremely Large Telescope, Andersen et al eds., Sweden, 1-2 June 1999, 92-96, 1999. Article disponible en ligne, (pour un aperçu rapide, voir section 2 sur [http://www.obs-hp.fr/~arnold/postCFHT\\_proposal/postCFHT\\_proposal.html](http://www.obs-hp.fr/~arnold/postCFHT_proposal/postCFHT_proposal.html)).
- Beckers, J., Proc. of Bäckaskog Workshop on Extremely Large Telescope, Andersen et al eds., Sweden, 1-2 June 1999, 83-91, 1999.
- Boccaletti A. et al., Icarus, 145, 628-636, 2000.
- Boccaletti A. et al., A&A, 338, 106-110.
- Brusa G., et al., Proc. of Bäckaskog Workshop on Extremely Large Telescope, Andersen et al eds., Sweden, 1-2 June 1999, 181-201, 1999.
- Burgarella D. et al., NGCFHT proposal, dec. 2000. (<http://www.astrsp-mrs.fr/>).
- Carlberg R. et al., NGCFHT proposal, dec. 2000, (<http://www.astrsp-mrs.fr/>).
- Chamberlain M.A., et al., ApJ, 535(1), 501-511, May 2000.
- Chen & Romeo, Proc. of Bäckaskog Workshop on Extremely Large Telescope, Andersen et al eds., Sweden, 1-2 June 1999, 144-151, 1999.
- Chen & Romeo, SPIE Vol. 4003, 396-405, 2000.
- Cuevas S., et al., SPIE Vol. 4003, 291-302, 2000.
- Dekany R., et al., SPIE Vol. 4003, 212-225, 2000.
- Dierickx P. et al., Proc. of Bäckaskog Workshop on Extremely Large Telescope, T. Andersen et al. eds., Sweden, 1-2 June 1999, 43-52, 1999.
- Dierickx P. et al., SPIE Vol. 4003, 203-209, 2000.
- Dohlen K, Fresneau F., Proc. of Bäckaskog Workshop on Extremely Large Telescope, T. Andersen et al. eds., Sweden, 1-2 June 1999, 162-167, 1999.
- Enard D. et al., Proposal for the construction of the 16-m VLT, ESO, March 1987.
- Fridlung M., SPIE Vol. 4006, 762-771, 2000.
- Fried D.L., dans 'Adaptive Optics for Astronomy' NATO ASI Series, Kluwer, Ed. Alloin et Mariotti, 25-58, 1994.
- Gillet S. et al., CRAS, sous presse (Journées Optique Adaptative ONERA Juin 2000), 2001.
- Gilmozzi R. et al., SPIE Vol. 3352, 778-791, 1998.
- Kuhn et al., NGCFHT proposal : the HDRT, dec. 2000, (<http://www.astrsp-mrs.fr/>).
- Labeyrie A. et al., proceeding Marrakech novembre 2000, à paraître en 2001.
- Labeyrie A., et al., réponse à l'appel d'offre Flexi-Missions de l'ESA, 31 janv. 2000.
- Labeyrie A., SPIE Munich, March 2000, 2000.
- Labeyrie A., A&AS, 118, 517-524, 1996.
- Labeyrie A., A&A, 298, 544-548, 1995.
- Labeyrie A., A&A, 77, p. L1-2, 1979.
- Lannes A. et al., Journal of Modern Optics, 43, 105-138, 1994.
- Lardière O., Thèse Université de Provence, 2000.
- Le Louarn M., et al., MNRAS, 317, 535-544, 2000.
- Malbet F. et al., PASP, 107, 386-398, 1995.
- Mariotti J-M., dans 'Adaptive Optics for Astronomy' NATO ASI Series, Kluwer, Ed. Alloin et Mariotti, 309-320, 1994.

- Mariotti J.M., V. Coudé du Foresto, G. Perrin et al., A&AS, 116, p381, 1996.  
Mast T. et al., SPIE Vol. 4003, 43-58, 2000.  
Morel S., Koechlin L., A&AS, 130, 395-401, 1998.  
Mountain M., SPIE Vol. 2871, 597-606, 1996.  
Peacock T. et al., A&AS, 123, 581-587, 1997.  
Perrin P., O. Lai, P. Léna, V. Coudé du Foresto, SPIE 4006, p708, 2000.  
Perryman M.A.C. et al., A&A, 346, L30-L32, 1999.  
Riaud P., et al., PASP, soumis, 2001.  
Ridgway S., Roddier F., SPIE Vol. 4006, 940-950, 2000.  
Roddier F., NSF grant proposal, 1997.  
Roddier F., CRAS, t. 325, Série Iib, 35-44, 1997.  
Romani R.W. et al., Astrophys. J., 521, L153-L156, August 20, 1999.  
Rouan D. et al., PASP, 112, 1479-1486, 2000.  
VIMOS OFDR (optical final design review), LAS / ESO, June 24<sup>th</sup>, 1997.  
Wamsteker W., A&A, 97, 329-333, 1981.  
Zamkotsian F., Dolhen K., SPIE Vol. 4007, 2000.

## Annexes A à I

### Description de quelques instruments en projet ou à l'étude

#### Annexe A: OWL, monopupille sol (d'après document M. Ferrari)

##### A.1 Concept et objectifs

Le concept de télescope OWL (Overwhelmingly Large, Gilmozzi et al. 1998) proposé par l'ESO découle d'une question initiale: quel télescope faut-il pour faire la spectroscopie des sources les plus faibles détectées par NGST ?

Quelques éléments de réponse peuvent être dégagés :

- La milli-arcseconde de résolution est déjà atteinte par les interféromètres (VLTI) mais sur des objets brillants et avec un champ très réduit..
- Un gain en champ (~ 3 arcmin) et en magnitude (sensibilité ~  $V=35 - 38$ ) s'avère nécessaire et une telle sensibilité implique une surface collectrice équivalente à celle d'un télescope d'un diamètre de 100 m.
- L'obtention impérative de la limite de diffraction sur l'ensemble du champ implique une nouvelle génération d'optique adaptative (multi-conjuguée).
- La taille maximale technologiquement faisable semble se situer vers une limite de ~ 140 m.
- Le budget envisagé doit rester inférieur à 1000 MEuros (équivalent aux projets spatiaux).

Complémentarité avec le NGST:

- Dans le visible et le proche infrarouge, l'apport d'un 100m sol serait capital pour tout ce qui est imagerie et spectro haute résolution.
- Dans l'infrarouge thermique, même avec une sensibilité largement inférieure, un télescope de 100m au sol resterait complémentaire par rapport à un 6-8m spatial du fait de sa résolution spatiale beaucoup plus élevée.

OWL	NGST
Imagerie Vis/NIR $\lambda < 2.5 \mu\text{m}$ Spectro (Res ~ 5.000- 20.000) $\lambda < 5 \mu\text{m}$	Imagerie / spectro IR thermique

Enfin une complémentarité avec ALMA est également évidente.

OWL est le télescope de 100m présenté par l'ESO pour la première fois en 1998 à Hawaii (Gilmozzi et al. 1998). La surface collectrice est de  $7000\text{m}^2$ . Il est prévu pour faire de l'imagerie à la limite de diffraction, il est donc équipé d'optique adaptative multi-conjuguée avec étoile guide artificielle ou naturelle pour atteindre  $S > 20\%$  à  $40\%$  en V sur tout le champ corrigé par la MCAO (20 à 30'' en V avec 3 miroirs déformables, Le Louarn et al., 2000). Le champ visible est de  $>30''$  en V (~ 3 arcmin déjà atteint avec le design actuel), et  $>2'$  en K (si possible 3'), avec un champ technique de 10 à 20'.

La sensibilité est de  $V=38$  en 10h de pose à la limite de diffraction. Le domaine spectral s'étend de 0.32 à 2.5 microns, avec une extension souhaitée jusqu'à 12 microns.

Le télescope est de type alt-az. La première lumière est prévue entre 12 et 15 ans après le financement.

##### A.2 Design optique

Primaire : 100 m sphérique segmenté (~ 1600 segments 2.2m)

Fichier : prospective\_010330.doc

Secondaire : 33.5 m flat segmenté (homothétique M1)

Correcteur M3: 8.2 m actif légèrement asphérique

Correcteur M4: 8.2 m actif très asphérique

Correcteur M5: 4.3 m passif asphérique

Tip-Tilt M6: 2.5 m flat

Distance M1-M2 = 95 m

Les figures page suivante représentent le concept optique à 6 miroirs du télescope.

### **A.3 Quelques exemples de science possible**

- Mesure de H:

  - Photométrie des Céphéïdes jusqu'à 100 x la distance à l'amas Virgo

  - Résolution 100 meilleure que HST

- Supernovae:

  - SNe Type II jusqu'à  $z \sim 10$  plusieurs SNe par champ profond ( $< 1 \text{ arcmin}^2$ )

- Formation stellaire:

  - Etoiles O jusqu'à  $z \sim 2$

  - Régions HII jusqu'à  $z \sim 3$

- Planètes extra-solaires:

  - Détection mais surtout spectroscopie

  - Jupiters et même type terrestre jusqu'à 10 parsec

- Groupe local:

  - Naines brunes dans les nuages de Magellan

  - Naines blanches dans Andromède

  - Étoiles de type solaires dans Virgo

La conduite de programmes scientifiques avec un tel instrument, du fait de la complexité de l'instrument lui-même et de l'importance des programmes, devra peut-être s'approcher d'une gestion du même type que celle pratiquée en physique des particules.

### **A.4 Optique adaptative**

L'objectif est d'avoir la limite de diffraction sur un champ de 30 arcsec, grâce à la MCAO.

Un champ de 20 à 30'' est possible avec 3 miroirs adaptatifs (Le Louarn et al. 2000). On développe aussi les techniques de tomographie (F. Rigaut – Gemini et R. Ragazzoni).

Les challenges technologiques concernent le *miroir adaptatif avec 500.000 éléments* (visible) qui nécessite le développement de technologie MOEMS (micro miroir) et le *senseur de front d'onde* correspondant.

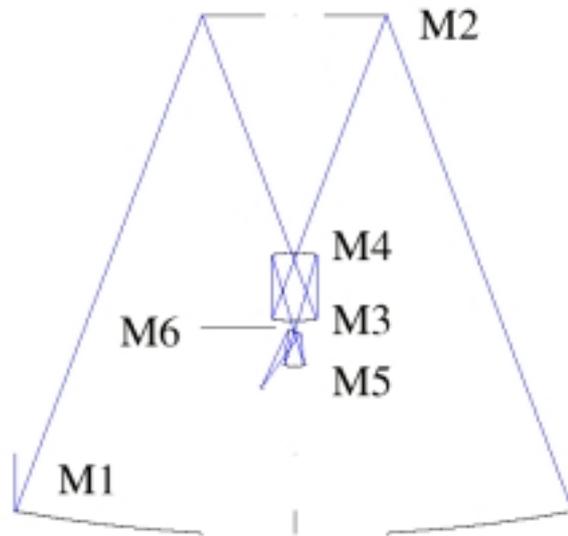


Figure A.1: OWL design optique à 6 miroirs.

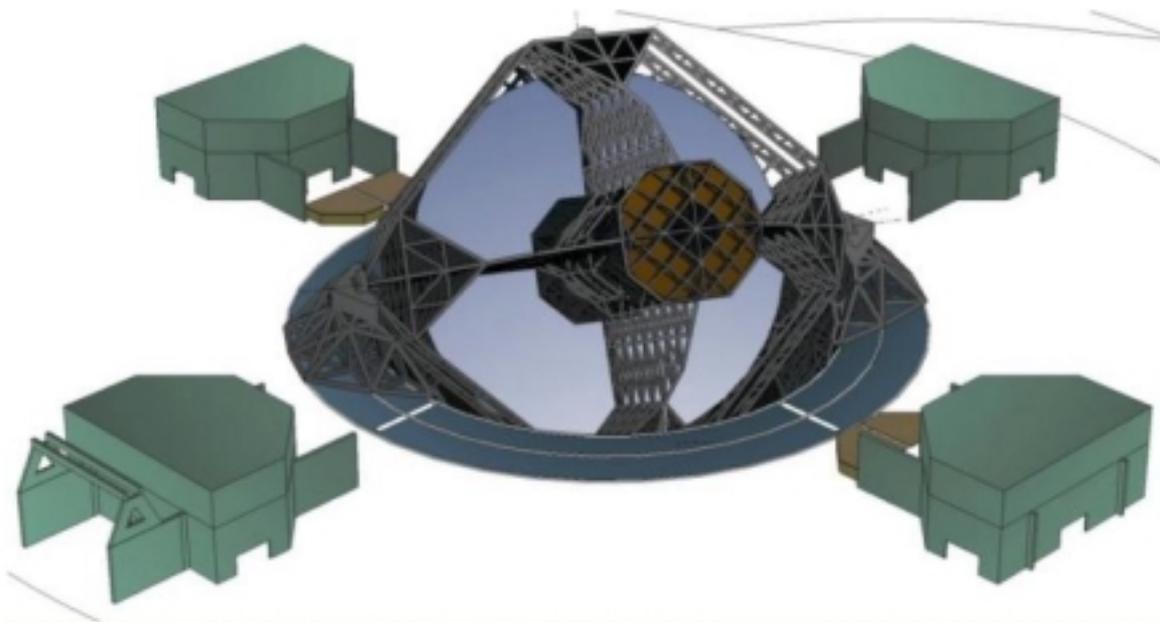


Figure A.2.: OWL, vue générale.

## **A.5 Etudes en cours**

Elles concernent :

L'optique: Optimisation du design (ESO)

Fabrication (Schott, Reosc, etc)

La mécanique: Optimisation de la structure (ESO)

Dôme (étude de bâtiments équivalents existants)

La MCAO: Recherche dans le cadre d'un accord ESO / AURA : Effort commun ESO, Gemini. L'objectif est de réaliser un démonstrateur MCAO sur 8m.

Un réseau de recherche européen AO-ELT est en place pour développer :

- Théorie MCAO

- Senseurs de front d'onde

- Miroirs déformables (MOEMS)

- Techniques de cophasage (ESO - ONERA - Obs. Padova, Arcetri, Marseille GTC – MPA Heidelberg)

## **Annexe B: NGCFHT, monopupille sol (document D. Burgarella)**

La base du nouveau projet est tout d'abord d'accroître la taille du miroir primaire et atteindre des sources plus lointaines mais aussi plus faibles dans les fonctions de luminosité. Mais au delà du besoin de collecter des photons, la manière dont ces photons sont utilisés est importante. Le développement de nouvelles technologies (contrôle de front d'onde, optique adaptative multi-conjuguée (MCAO), systèmes micro-opto-électromécaniques (MOEMS)) permettra sans doute une optimisation de la qualité des données grâce à des instruments de pointe sur un télescope de pointe. Un autre paramètre que nous pensons crucial est l'efficacité scientifique d'un télescope : l'impact d'un télescope (nombre de résultats marquants durant sa durée de vie) croît avec le nombre d'observations possibles dans une période donnée. La possibilité de conduire des observations en parallèle avec plusieurs instruments d'excellente qualité pourrait être la clef du succès.

Dans les pages suivantes, nous présenterons techniquement notre projet de télescope de 16m (Télescope Canada-France-Hawaii de la Prochaine Génération, NG-CFHT). Quelques objectifs scientifiques ainsi qu'une description beaucoup plus détaillée du projet sont disponibles sur le site web du NG-CFHT ([www.astrsp-mrs.fr/denis/ngcfht/ngcfht.html](http://www.astrsp-mrs.fr/denis/ngcfht/ngcfht.html)). Nous discuterons ensuite brièvement les possibilités de franchir une étape supplémentaire et construire directement un télescope de 20m ou 30m.

### **B.1 Spécifications**

Le concept du NG-CFHT est basé sur un taux élevé de multiplexage, c'est-à-dire une capacité à observer un nombre important d'objets simultanément avec plusieurs types d'instruments. Ses caractéristiques principales provenant de l'analyse des objectifs scientifiques et des contraintes écologiques du site sont les suivants :

- Large bande passante de 390 nm à 2500 nm
- Grande surface collectrice limitée à environ 20m de diamètre
- Grand champ : objectif 1° de diamètre
- Haute résolution angulaire et possibilité de MCAO dans la partie centrale du champ
- Opération simultanée de 6 à 8 instruments
- Réutilisation optimale des bâtiments existants

La période d'opération du NG-CFHT permettrait de faire le lien entre les télescopes de 10m d'aujourd'hui et les 50m-100m de 2020 ou plus tard.

### **B.2 Concept optique**

Actuellement deux concepts optiques sont à l'étude, l'un à 3, l'autre à 4 miroirs (cf. figures B.1 & B.2). Pour bénéficier d'une dynamique optimale en imagerie, une segmentation à six grands segments a été retenue. Les diagrammes indiquant la qualité d'image des deux concepts se trouvent dans les figures ci-dessous.

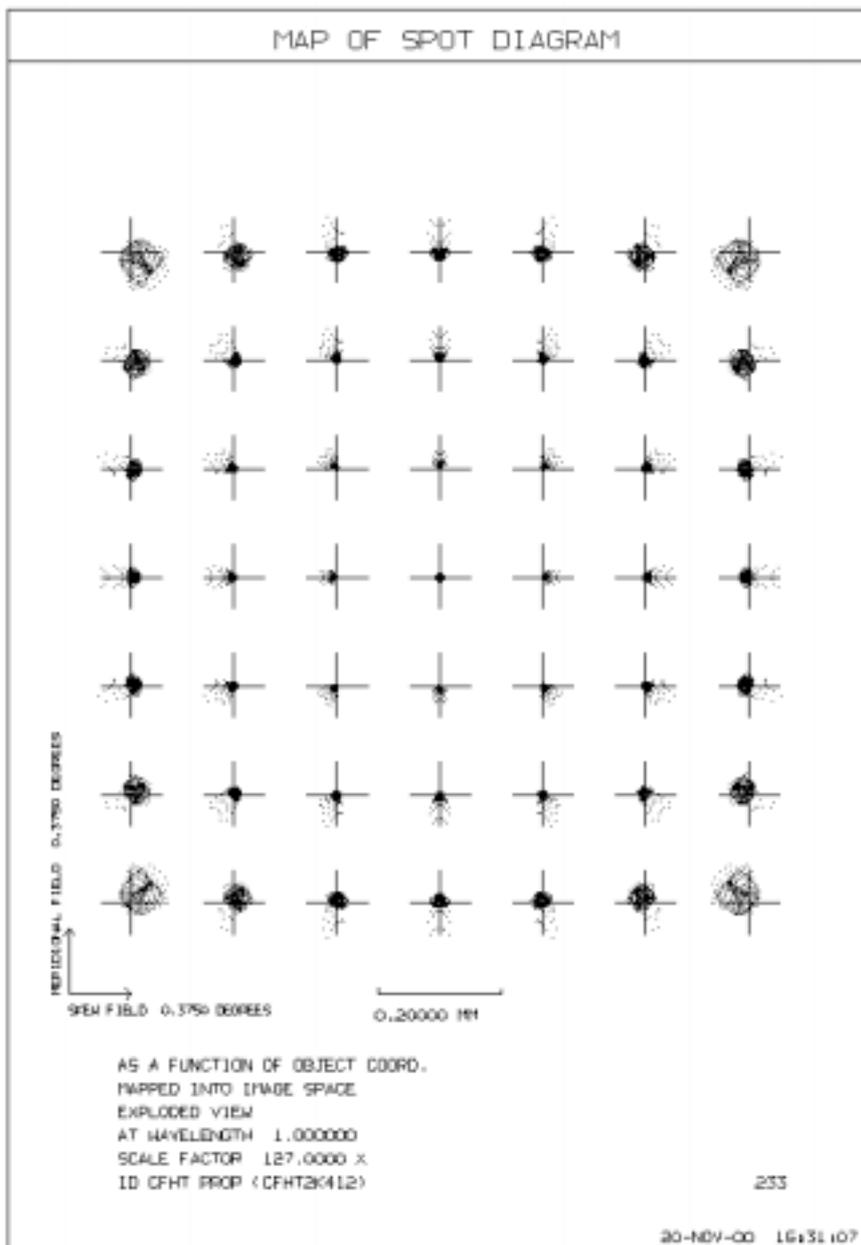
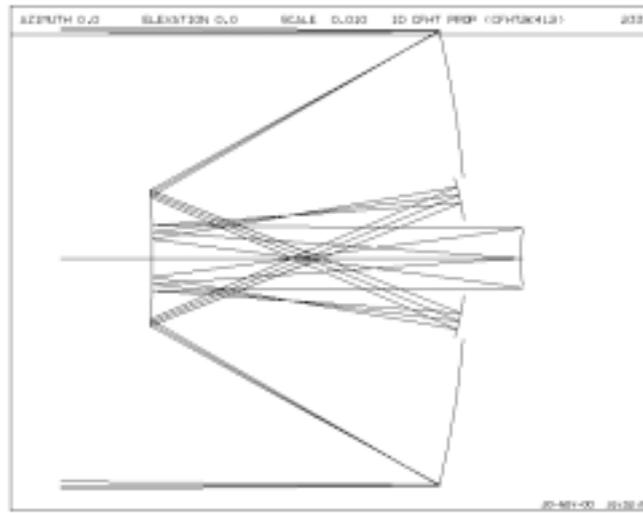
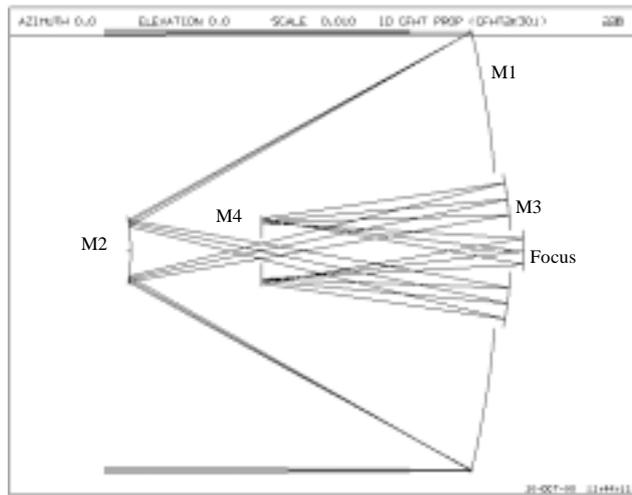


Figure B.1. NGCFHT design optique numéro 1



MAP OF SPOT DIAGRAM

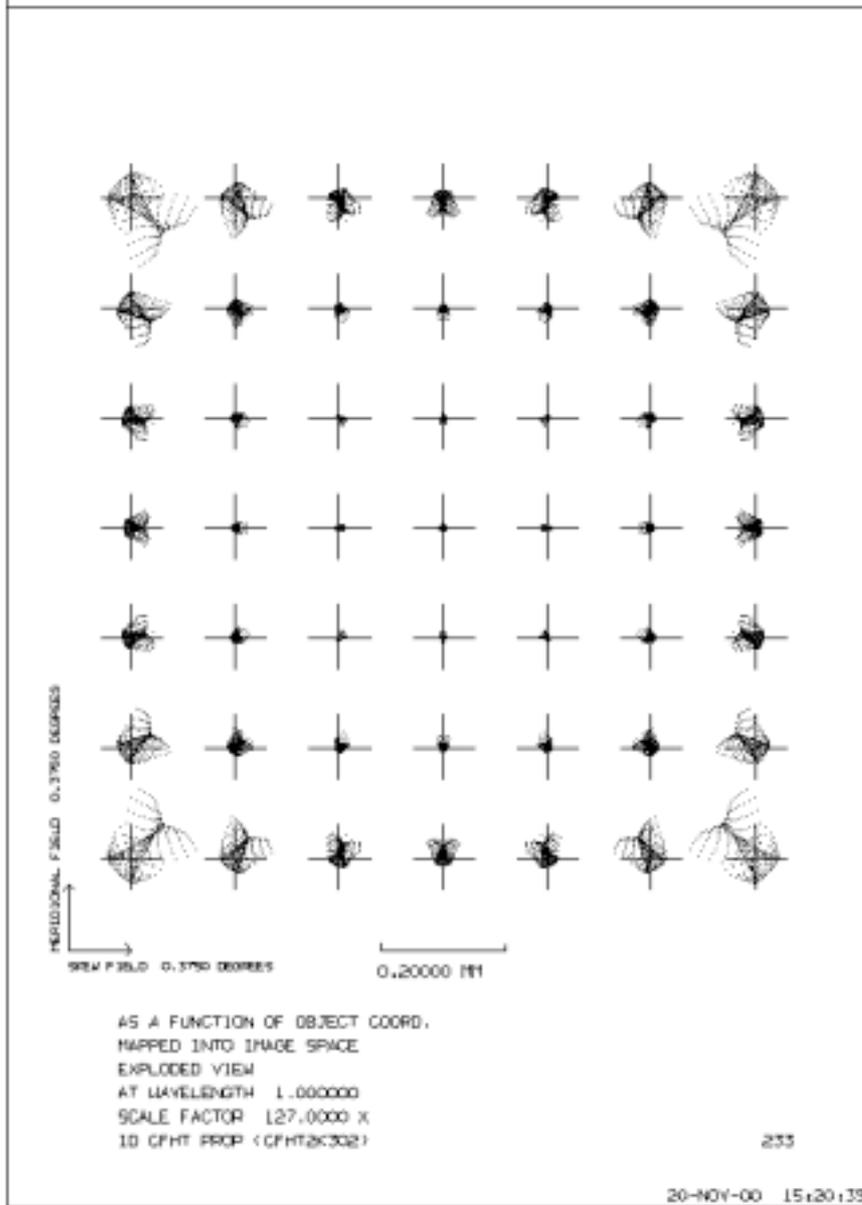


Figure B.2. NGCFHT design optique numéro 2

### **B.3 Définition du plan focal**

Nous avons défini 9 zones instrumentales dans le plan focal (figure B.3). Ces modes sont répliquables et peuvent être implémentés dans un ou plusieurs secteurs, permettant un haut degré de flexibilité et de versatilité :

- Une zone centrale de 10 minutes d'arc réservée aux instruments à haute résolution angulaire et équipés de systèmes à AO. Deux types sont envisagés : correction bas-ordre sur un champ contigu de 3x3 minutes d'arc carrées et une résolution spatiale de 0.2 secondes d'arc et/ou MCAO sur un champ contigu de 1.5x1.5 minutes d'arc carrées pour des observations à la limite de diffraction.
- 8 secteurs autour de la zone centrale autorisant des observations simultanées de plusieurs instruments. Nous avons identifié 6 modes opérationnels correspondant à une "classe" d'instrument (Fig. 7.2.3) :
  - Mode grand champ (carré de 15 à 20 minutes de côté) pour des observations limitées par le seeing : imagerie et spectroscopie multi-objets basse résolution spectrale
  - Mode champ de taille moyenne (3'x3') avec correction AO bas-ordre : résolution spatiale de 0.2 secondes d'arc: imagerie et spectroscopie multi-objets basse/moyenne résolution spectrale
  - MCAO dans un champ de 1 minute d'arc dans la zone limitée par la diffraction du plan focal
  - Mode multi-objets à fibres pour de la spectroscopie haute résolution et à champ intégral (> 100 boutons) dans un champ 20x20 minutes d'arc carrées.
  - AO classique pour des observations limitées par la diffraction dans un champ de quelques secondes d'arc carrées
  - Mode visiteur (coronographie, ...)

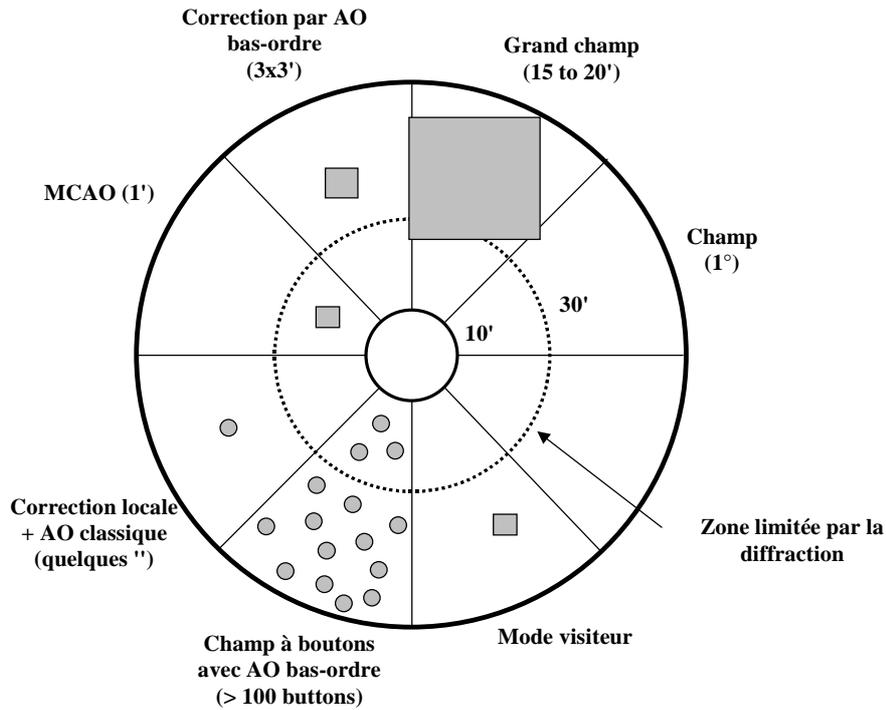


Figure B.3. NGCFHT Plan focal

#### **B.4 Quelques technologies-clefs**

- Fabrication et tests du miroir M1

Dans notre proposition, le miroir primaire est constitué de 6 miroirs asphériques hors axe de la classe 7m. L'utilisation d'un primaire sphérique, plus facile à réaliser, serait possible dans un montage à 4 miroirs, mais un tel design demanderait un correcteur M4 très asphérique, dont la fabrication et le test sont très délicats.

- Structures Adaptatives

Une composante majeure du concept proposé est l'utilisation de structures adaptatives. Celles-ci consistent en un ensemble de senseurs et actuateurs opérant en boucle fermée et agissant sur les structures portant les surfaces optiques pour obtenir un alignement parfait du télescope tout en optimisant le rapport masse/performances (figures B.4 & B.5).

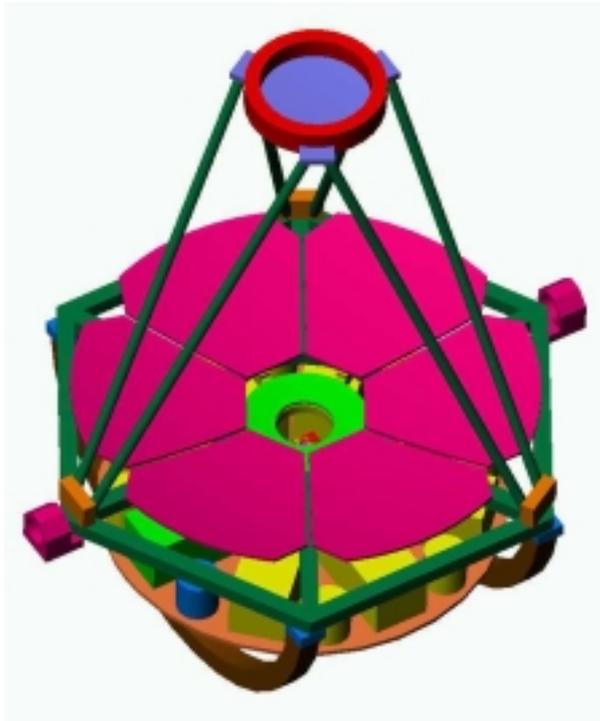


Figure B.4: vue général du télescope dans sa version 4-pétales

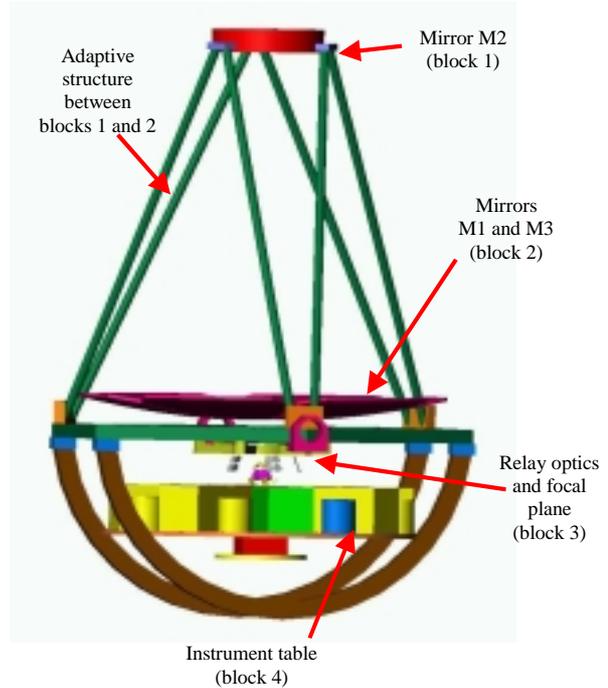


Figure B.5: allocation de blocs

- Systèmes d'optique adaptative

Afin d'obtenir des images atteignant la limite de diffraction, des systèmes de AO sont nécessaires pour corriger des perturbations dues à l'atmosphère. Pour notre télescope, nous considérons trois concepts :

- AO classique, limite de diffraction sur un champ de quelques secondes d'arc
- MCAO utilisant plusieurs miroirs déformables et des analyseurs de front d'onde pour corriger des turbulences atmosphériques sur un champ de l'ordre de 1 minute d'arc
- AO bas-ordre pour obtenir une résolution angulaire de l'ordre de 0.2 secondes d'arc sur un champ de 3 minutes d'arc environ
- Systèmes Micro Opto Electro Mécaniques (MOEMS) : les MOEMS, réalisés à l'aide de techniques matures de micro-électronique, permettent de réaliser toute une gamme de micro-mécanismes, dont les micro-miroirs orientables et les micro-miroirs déformables seront très utiles à l'instrumentation astronomique. Ces composants sont aisément répliquables et leur prix décroît fortement avec le nombre. Les deux applications essentielles envisagées ici sont les micro-miroirs déformables pour l'AO et les micro-miroirs orientables pour les spectrographes multi-objets.

## **B.5 Planning**

Un planning préliminaire a été réalisé pour une première lumière fin-2009. Ce planning dépend d'un début de financement en janvier 2002. L'un des éléments les plus contraignants pour le planning est la fabrication de l'optique, ce qui repousse le début de la construction du NG-CFHT à début 2006. Récemment, nous avons appris qu'une politique de sites tournants pourrait être mise en place et permettre ainsi de ne pas remplacer les télescopes site pour site, mais de faire tourner les lieux vacants entre les diverses institutions présentes sur le sommet du Mauna Kea. Le CFHT ne serait alors décommissionné qu'après l'achèvement du NG-CFHT. Cependant, ce planning peut et doit être revu en tenant compte de la pression scientifique et politique et du financement disponible.

### **B.6 Dimension du miroir primaire**

Le projet présenté ci-dessus correspond à un télescope dont le miroir primaire ne dépasse pas 16m. Cette taille a été défini en conservant le pilier actuel du CFHT (contraintes écologiques et culturelles du sommet du Mauna Kea). Il semble, cependant, que ces contraintes pourraient être allégées si la conception de la coupole réduit sa visibilité à distance. Par ailleurs, il pourrait également être envisagé de construire un nouveau télescope sur un autre site dont les contraintes seraient moindres. Des tailles de 20 à 30m sont alors envisageables dans une coopération comprenant le Canada et Hawaii mais éventuellement d'autres partenaires (USA, Corée, etc.)

## **Annexe C: NGCFHT, propositions canadienne et hawaïenne**

Cette annexe vient en complément de l'annexe précédente, qui ne présentait que la proposition française de NGCFHT. Sont présentées ici de manière très résumée les deux autres propositions post-CFHT soumises fin 2000 par les canadiens et les hawaïens. Cette annexe a été préparée grâce à l'exposé NGCFHT de D. Rouan donné à Grenoble (atelier d'optique INSU) en mars 2001 (transparents disponibles sur le site WEB de l'ASHRA).

Des liens *Internet* vers ces instruments sont accessibles depuis la page WEB de D. Burgarella (LAM) <http://www.astrsp-mrs.fr/>.

### **C.1 Proposition canadienne**

La proposition canadienne (Carlberg 2000) se base sur les thèmes scientifiques suivants :

- Caractérisation des planètes extra-solaires
- Processus de formation des galaxies
- Nature de la matière-énergie qui domine l'univers

Pour atteindre ces objectifs, il faut une grande résolution angulaire et une grande surface collectrice.

Les canadiens souhaitent un télescope de 30m, ou au moins de diamètre supérieur à 20m, dont on peut résumer les spécifications :

- Diamètre >20m
- Bande passante : UV à 20microns
- Champ > 0.7°
- Limite de diffraction sur tout le champ et à toutes les longueurs d'onde
- AO (+MCAO éventuelle) déployable partout, c'est-à-dire qu'on peut aller corriger une zone spécifique du champ. Secondaire adaptatif pour les bas ordres de l'AO.

D. Rouan précise par ailleurs la complémentarité que devrait apporter le NGCFHT par rapport au NGST (6,5m NASA/ESA dans l'espace) : elle se situe pour un diamètre de télescope >25m et des longueurs courtes (<1micron en imagerie, <2.5microns en spectroscopie). La proposition canadienne va donc dans le sens de cette complémentarité, au moins pour les courtes longueurs d'onde.

Le concept instrumental actuel comprend un primaire fait de segments de 1m environ. Le modèle actuel de segmentation n'affecte pas la PSF. L'instrument serait abrité par un dôme de 40m de diamètre, de conception surbaissée. Le coût se situe vers 120M\$, l'AO représente 10% du coût total. L'instrument focal est évalué à 20M\$.

Une seconde alternative présente un interféromètre de type Fizeau ou Bracewell Nuller, fonctionnant dans un premier temps vers 10 à 20 microns à la limite de diffraction. Une base de 100m est envisagée (compatible avec les contraintes d'encombrement au sommet du Mauna Kea ?). Notons qu'il s'agit de deux concepts d'interféromètre très différents : le premier *donnant du champ*, le second à très petit champ étant adapté à l'imagerie d'exoplanètes. L'instrument focal clef (prioritaire ?) proposé est toutefois un spectrographe multi-objets qui couvrirait le champ entier (0.7°) et fonctionnerait à la limite de la turbulence.

Le groupe canadien cherche actuellement des partenaires, en s'appuyant d'abord sur ses partenaires du CFH. Un *project office* sera mis en place en 2002 (budget 10M\$/an).

## **C.2 Proposition hawaïenne**

Si les propositions françaises et canadiennes concernent plutôt des instruments relativement polyvalents (grande sensibilité pour spectro profonde à imagerie d'exo-planètes), le télescope de la proposition hawaïenne est plus spécifique : il est optimisé pour l'imagerie à haute dynamique, mais grâce à un secondaire différent et un 3<sup>ième</sup> miroir supplémentaire escamotables, le télescope pourra aussi *faire du grand champ*, à la limite de la turbulence.

Les spécifications du HDRT (High Dynamic Range Telescope, Kuhn et al 2000) sont entre autres :

- Diamètre 22m
- Optique ultra-polie pour l'imagerie à haute dynamique
- Concept optique optimisé pour l'imagerie à haute dynamique : pas d'obstruction centrale, lumière diffusée réduite pour la coronographie, émissivité IR réduite
- AO, miroirs secondaires actifs
- Recombinaison phasée ou non

Le concept optique retenu utilise un primaire constitué de seulement 6 grands miroirs de 6,5m de diamètre environ. Ces miroirs sont utilisés hors d'axe, et associés à 6 secondaires. La version haute dynamique utilise un jeu de petits secondaires en configuration Grégorien (au-dessus du foyer primaire) et une pupille de sortie densifiée (type hypertélescope donc, mais comme la densification reste faible puisque la pupille d'entrée est elle-même peu diluée). L'obstruction centrale par cet artifice devient nulle ce qui est idéal pour la haute dynamique.

La configuration grand champ utilise un jeu de 6 miroirs secondaires en configuration Cassegrain (sous le foyer primaire), plus un 3<sup>ième</sup> miroir donnant un télescope de type Bake-Paul à grand champ : 2°. Dans cette configuration, la qualité d'image est meilleure que le *seeing* médian.

## **Annexe D: FAST (MMT), monopupille sol (document L. Arnold)**

Ce concept a été proposé en 1999 (Arnold 1999) comme une alternative possible au concept de télescope géant de type OWL. Les difficultés identifiées pour les très grands télescopes concernent d'une part la hauteur de l'instrument : elle implique une structure porteuse de M2 difficile à rigidifier, pouvant être source de turbulence instrumentale, pouvant présenter aussi une prise au vent importante. Cette structure implique aussi un dôme énorme.

D'autre part, une autre difficulté des projets actuels met en avant la nécessité d'un progrès important en matière de réalisation de miroirs très asphériques.

Ces deux considérations (hauteur et miroirs très asphériques) nous ont amenées à proposer un concept de télescope de type MMT (Multiple Mirror Telescope) qui pourrait remplir, à diamètre égal, les mêmes objectifs scientifiques que OWL: FAST pour Filled-Aperture Smart Telescope. Beckers (1999) a indépendamment proposé un concept semblable de MMT. FAST est un 'télescope' constitué d'un réseau de 36 télescopes de 8m en batterie sur une seule même monture. L'absence d'un miroir secondaire unique au dessus de M1 rend FAST plus compact que des concepts habituels (d'un facteur 2 environ). Le diamètre serait de 50m, contre 100 pour OWL, l'obstruction centrale linéaire est de 15% pour 36 miroirs, ou 35% pour 30 miroirs. Un FAST de surfaces collectrice égale à OWL serait constitué de 156 télescopes de 8m. Les figures D.1. et D.2. illustrent le concept optique et donne une idée du volume de l'instrument pour un 50m. Chaque télescope de 8m a son miroir primaire M1 de forme hexagonale, et les 36 hexagones sont adjacents. Ils forment une pupille pleine, à l'exception de l'obstruction supplémentaire formée par le réseau de miroirs secondaires M2 (le profil de PSF est donné dans le chapitre 5). Chaque 8m est un télescope afocal (Mersenne Cassegrain ou Grégory, selon les options) et la pupille d'entrée pleine, diluée après M2, et reconstruite sur une mosaïque de 36 segments, M6. Ce miroir plan pupille sert de miroir adaptatif pour tout l'instrument. Il forme aussi une lame de Schmidt par réflexion avant le dernier miroir (sphérique) en amont du foyer. Le champ non vignetté est de 45''.

Bien qu'un calcul optique complet n'ait pas encore été fait, il semble qu'aucun des miroirs du système FAST ne soit plus asphérique que les limites du savoir-faire actuel. En particulier les segments de M6 présentent des écarts à un miroir plan de 150 microns, ce qui est accessible aux systèmes miroirs+actionneurs actuels.

Le calcul optique de l'ensemble ainsi qu'un dessin d'ensemble de la structure est en projet.

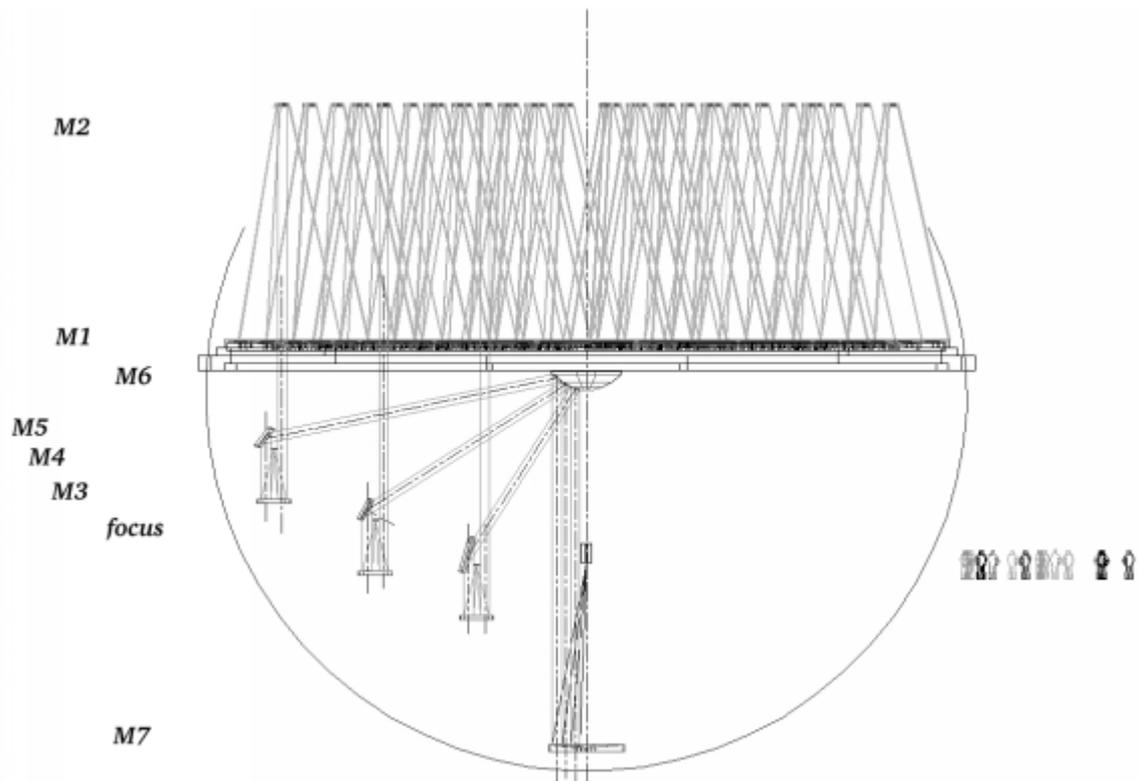


Figure D.1. : FAST - vue en coupe du principe optique. Le miroir primaire est constitué de 36 miroirs de 8m hexagonaux à  $f/1.8$  (comme les UT du VLT). Le diamètre total est 50m. Le miroir M6, correcteur de Schmidt par réflexion, est actif et adaptatif.

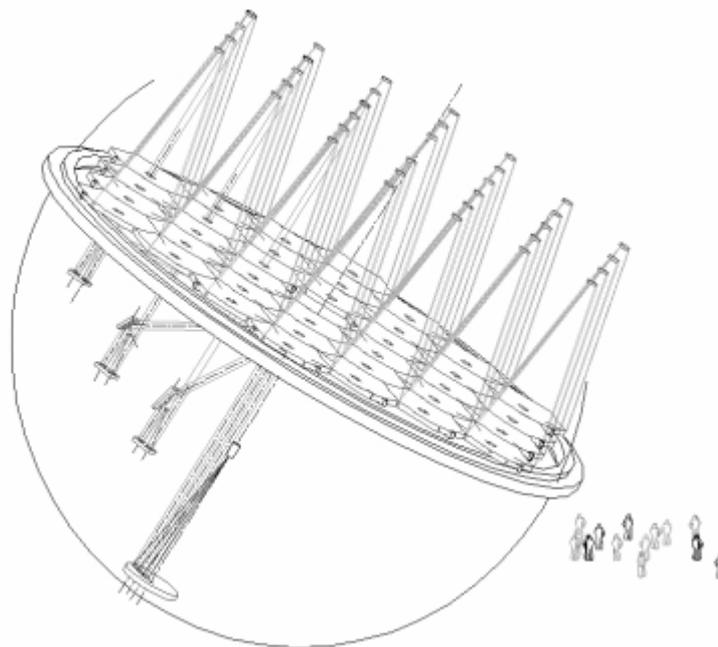


Figure D.2. : FAST - vue d'ensemble. L'optique sous M1 peut être installée au cœur de la structure porteuse de M1. Extrapolé à 100m de diamètre, FAST serait constitué de 156 miroirs de 8m, et la hauteur relative des M2 au-dessus des M1 serait relativement 2 fois plus petite que sur le dessin de la figure.

Les deux figures montrent que le foyer est difficilement accessible, mais on peut ajouter un miroir convexe pour reporter le foyer derrière M7 (ici une 9<sup>ième</sup> réflexion), ou bien un miroir plan pour replier le faisceau à la manière du Newton, avec un angle de 60° ici environ. Cette dernière possibilité permettrait d'alimenter différents foyers en faisant tourner le miroir plan autour de l'axe optique.

L'inconvénient de ce concept est sans doute le nombre de réflexions : 9 pour une solution complète à miroirs, mais 7 + un doublet si on transporte la pupille avec une lentille de champ, contre 6 réflexion pour OWL par exemple, ou 2 pour CELT. Mais les progrès récents en matière de revêtement réfléchissant diminuent l'importance de cet aspect. Les angles d'incidence sur les miroirs sont assez élevés, ce qui peut gêner les mesures en polarimétrie.

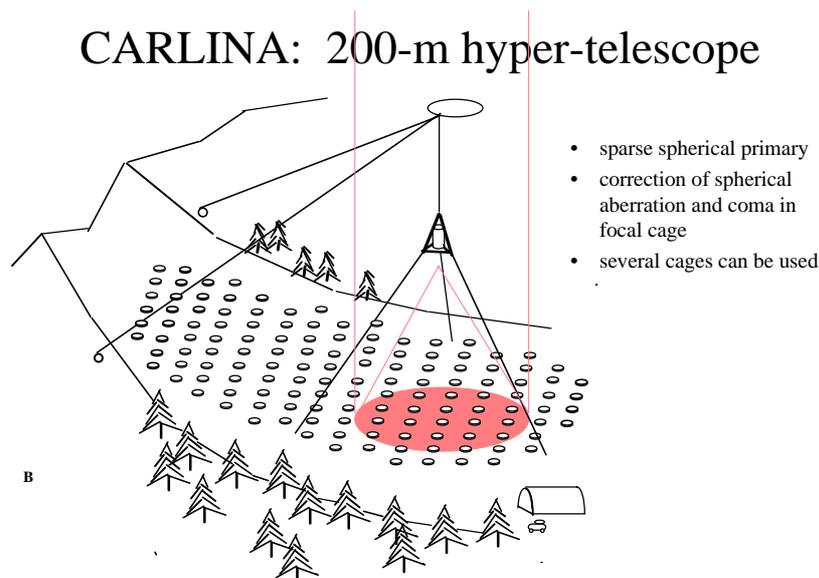
Par contre, étant constitué d'un réseau de 8m, il pourra bénéficier du savoir-faire dans le domaine de l'AO sur des UT de 8m. La réplique des 8m est aussi un atout (polissage, support actif).

## **Annexe E: Carlina, imageur direct, hypertélescope sol (document A. Labeyrie)**

CARLINA (Labeyrie 2000) est un projet d'hypertélescope de grande taille (1km de base) constitué d'un ensemble de petits miroirs sphériques régulièrement espacés les uns des autres, solidement fixés, au fond d'une cuvette naturelle (figure E.1.). CARLINA utilise donc la philosophie du radiotélescope d'Arecibo mais avec un miroir primaire dilué. Une station focale, composée d'un correcteur de coma et d'aberration de sphéricité, d'un densifieur de pupille et d'une caméra, est suspendue soit à un ballon captif stabilisé par des câbles, soit à un ballon dirigeable. Le rapport F/D doit rester supérieur à 2, afin que les miroirs du correcteur d'aberration de sphéricité ne soient ni trop grands, ni trop asphériques.

Le concept CARLINA semble limité à 1km de base. Au delà, les cuvettes naturelles adéquates deviennent rares, et la stabilisation d'une station focale située à plus de 2km d'altitude paraît, pour l'instant, difficile. Cependant ce concept d'hypertélescope présente quelques avantages :

- la mise en phase des segments est réalisée une fois pour toute,
- tous les segments sont identiques, il est donc possible d'en ajouter à volonté pour agrandir la base,
- possibilité d'observer simultanément différents astres à l'aide de plusieurs stations focales.



**Figure E.1. : Carlina est un projet d'hypertélescope ayant une base de 200m ou plus. La pupille est composée d'un grand nombre de petits miroirs sphériques, fixes, espacés les uns des autres et disposés dans une cuvette naturelle. L'ensemble focal se déplace à l'aide d'un ballon captif ou dirigeable, pour suivre l'étoile observée (Dessin : A. Labeyrie).**

## **Annexe F: OVLAHT, imageur direct, hypertélescope sol (document O. Lardière)**

Dans sa version initiale, le projet OVLA (Optical Very Large Array) prévoit un interféromètre de plusieurs kilomètres de base, composé d'un anneau de 27 télescopes, chacun d'un diamètre de 1.5m, mobiles afin d'éviter l'usage de longues lignes à retard.

Pour améliorer les performances d'imagerie de l'interféromètre OVLA, nous avons intérêt à densifier la pupille de sortie (Lardière 2000) pour en faire un hypertélescope, OVLAHT (Optical Very Large Array HyperTelescope). Cependant, le contraste des images reste faible compte tenu de l'importante obstruction centrale d'une pupille annulaire.

Chaque télescope OVLA étant mobile, il est possible de passer d'une pupille annulaire à une pupille uniformément pavée, voire monolithique, afin d'optimiser soit le champ, soit le contraste, en fonction de la morphologie de l'objet observé.

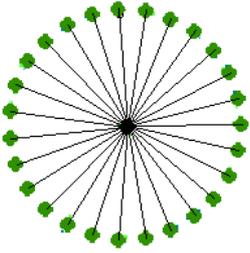
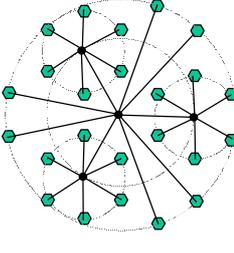
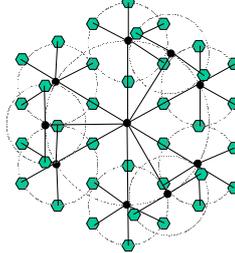
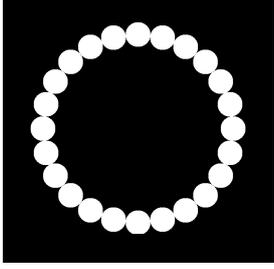
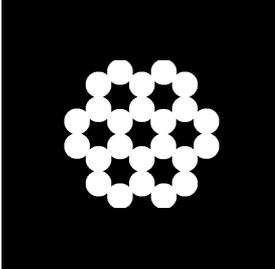
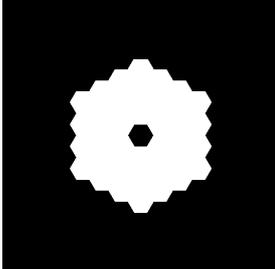
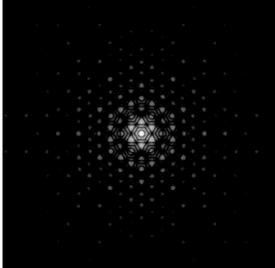
Pour cela, deux géométries sont envisageables. Tout d'abord, l'interféromètre peut être composé de plusieurs ellipses concentriques. Dans ce cas, chaque couronne de télescopes nécessite une ligne à retard pour la mise en phase avec les autres couronnes.

La seconde solution consiste à hiérarchiser plusieurs ellipses de télescopes pour conserver l'égalité de tous les chemins optiques sans lignes à retard. Plusieurs petites ellipses de télescopes sont placées côte à côte sur une même grande ellipse. Le foyer de chaque petite ellipse est alors occupé par un « recombineur intermédiaire » mobile qui renvoie un peigne de faisceaux collimatés et parallèles entre eux, vers le recombineur focal situé au foyer de la grande ellipse. En principe, la densification de la pupille peut être faite, soit par paquets dans chaque recombineur intermédiaire, soit simultanément sur toutes les sous-pupilles dans le recombineur final. En revanche, la superposition des faisceaux doit être faite sur le détecteur, au foyer commun de l'interféromètre. Il existe un grand nombre de configurations possibles. Le tableau F.1 en présente trois, avec pour chacune la forme de la pupille, la PSF et la fraction de l'énergie encerclée dans le pic central de l'image.

Il est à noter que la forme et l'orientation de la pupille d'entrée d'un tel interféromètre peut être conservée quelle que soit la distance zénithale de l'astre suivi.

Les points durs techniques de l'hypertélescope OVLA se situent au niveau des recombineurs et de la mobilité des télescopes. Cependant, OVLAHT présentent des avantages que n'a pas Carlina :

- toute la surface collectrice est utilisée simultanément,
- un terrain plat naturel suffit, avec une possibilité sur les lacs salés du Chili (*salars*),
- la pupille est adaptable à l'objet (base et forme),
- tous les éléments de l'instrument sont au niveau du sol,
- la base peut être étendue sur plusieurs kilomètres,
- une très grande zone du ciel est observable.

	OVLA 24 (1x24)	OVLA 24 (3x6+1x6)	OVLA 36 (6x5+3x2)
Configuration			
Pupille de sortie densifiée			
Figure de diffraction (échelle log.)			
Contraste (énergie dans le pic central)	<i>0.165</i>	<i>0.559</i>	<i>0.795</i>
∅ champ (resels)	<i>13</i>	<i>5.6</i>	<i>5.6</i>

**Tableau F.1 : Pupilles de sortie et figures de diffraction de différentes configurations de base possibles pour un interféromètre OVLA hiérarchisé (PSF calculées par P. Riaud).**

## **Annexe G: OHANA, imageur SO (document G. Perrin): recombinaison interférométrique des grands télescopes du site du Mauna Kea à Hawaï**

Depuis le début des années soixante-dix, les techniques de haute résolution angulaire pour l'optique et l'infrarouge ont fait des progrès croissants. Le niveau de maturité suffisant de l'interférométrie optique/infrarouge et de l'optique adaptative ont permis d'imaginer de grands interféromètres en cours de réalisation (VLTI et KeckI) qui seront ouverts à toute la communauté des astronomes contrastant ainsi avec les instruments d'équipe construits jusqu'à présent. Jusqu'alors limitée à l'étude de la physique stellaire, l'interférométrie va donner accès à des sources extragalactiques précédemment trop faibles en raison de la taille modeste des pupilles. Le VLTI et l'interféromètre Keck auront une résolution de 3 millisecondes d'angle à 2  $\mu\text{m}$ . Cette résolution angulaire se traduit par une résolution linéaire sur des noyaux actifs de galaxie distants de 20 Mpc de 0.3 pc ce qui permet en théorie de résoudre le torse de poussière mais laisse non résolu le disque d'accrétion situé au centre dans la « broad line region ». Devant les limitations des grands télescopes actuels en résolution angulaire, des réflexions naissent (notamment à l'ESO, GEMINI et Keck) quant à la réalisation de très-très-grands télescopes de taille hectométrique (projet OWL, MAXAT et CELT respectivement). Des problèmes techniques existent mais il est raisonnable de penser qu'ils seront résolus ou en passe d'être résolus dans la décennie à venir.

*A priori*, la qualité d'image d'un tel télescope est bien supérieure en pratique à celle d'un interféromètre de résolution équivalente. Il semble donc nécessaire de franchir un cap en résolution angulaire et de se lancer dans la réalisation de projets interférométriques de base kilométrique mais à capacité d'imagerie moindre. Telle est l'une des justifications techniques du projet OHANA. Astrophysiquement, cet instrument présente un intérêt unique pour les objets jeunes, les noyaux actifs de galaxie, les objets compacts en général (naines brunes, céphéïdes, etc).

### **G.1 Projet global**

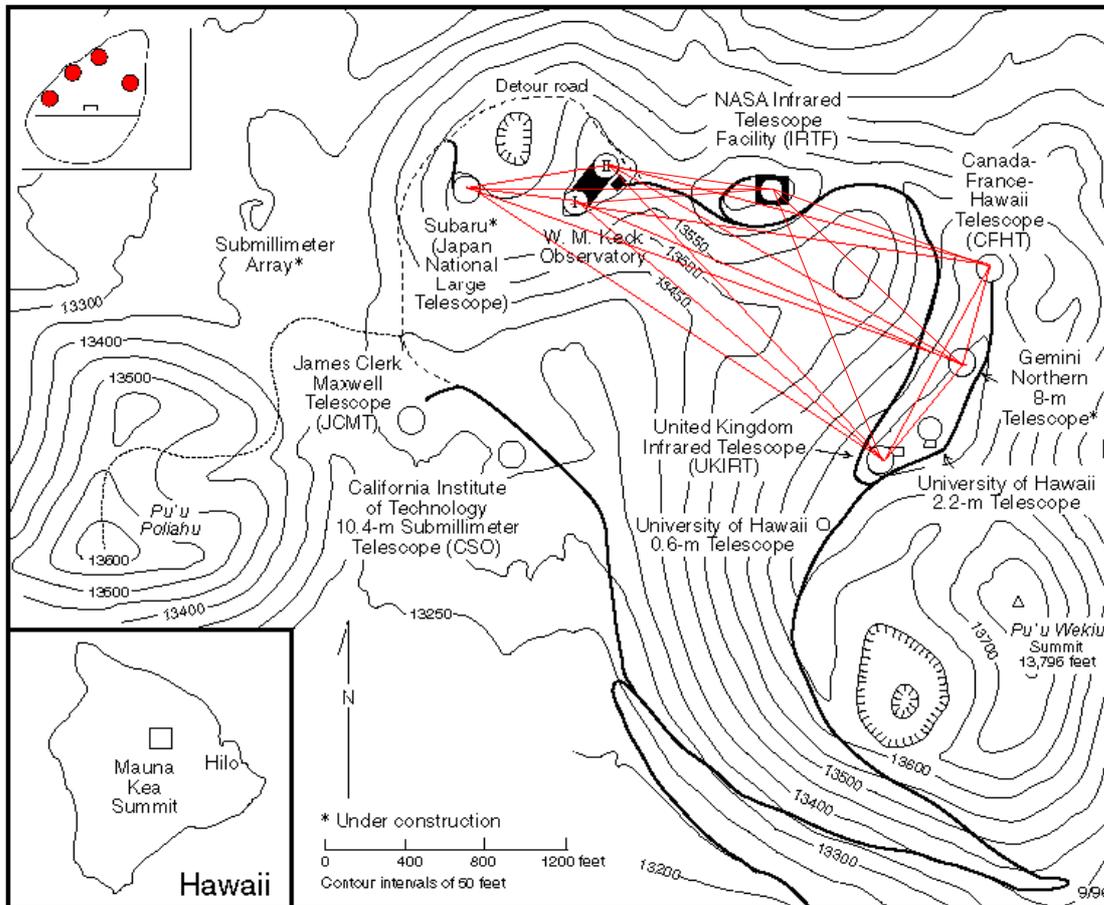
Le sommet du Mauna Kea possède un parc de télescopes comprenant 2 miroirs monolithiques de 8 mètres de diamètre, 2 miroirs segmentés de 11 mètres de diamètre et 3 télescopes de classe 4 mètres, tous équipés de systèmes d'optique adaptative. Ces télescopes sont repartis sur un rectangle d'environ 300 sur 800 mètres de côté orienté selon deux axes Nord-Ouest et Sud-Est. C'est un site reconnu pour la qualité de son ciel (bonne transparence, peu de turbulence), idéal pour la haute résolution angulaire. L'idée de relier tous ces télescopes pour former un interféromètre géant a été proposée par l'Observatoire de Paris (Mariotti et al. 1996) puis par une équipe de l'université de Hawaï (Roddiier 1997).

Le projet est original à trois titres :

- l'interféromètre sera composé de très grands télescopes tous différents (sauf les deux Keck),
- la base maximale est de 800 mètres,
- la liaison des télescopes sera réalisée par fibres monomodes.

L'utilisation des fibres optiques pour effectuer la liaison des télescopes permet de s'affranchir des contraintes topologiques locales. Le transport des faisceaux par un système optique classique nécessiterait la réalisation de tunnels longs et ferait usage d'un nombre important d'optiques réfléchives. Cette solution rendrait l'instrument complexe et coûteux et nuirait à sa sensibilité (réflexions, diffraction). Avec une atténuation maximale de 1-2 dB/km, la perte lors du transport dans les fibres serait donc inférieure à 40% sur une distance de 1 km. Pour une solution à miroirs, la perte est de 40% pour un train de 10 miroirs de coefficient de

réflexion égal à 95%, c'est-à-dire pour un petit nombre de miroirs de très bonne qualité. Nous savons qu'en pratique l'estimation de transmission d'un train de miroirs est optimiste.



**Figure G.1 :** plan du site du Mauna Kea. Les lignes rouges représentent les bases possibles du futur interféromètre. Le VLTi est représenté dans le coin supérieur gauche à même échelle.

La figure G.1. montre la disposition des télescopes du Mauna Kea, ainsi que les bases possibles. Le site offre à la fois des bases longues et des bases courtes, la base la plus courte étant de 160 mètres entre GEMINI et CFH (si l'on exclue l'interféromètre Keck). La comparaison avec Keck et VLTi montre qu'OHANA fournira des données complémentaires à ces deux interféromètres et qu'une chaîne de résolution complète peut être établie depuis 50 mas jusqu'à 0,5 mas.

## **G.2 Partenaires et phases**

La réalisation d'OHANA passe nécessairement par l'implication active des grands observatoires locaux. Deux réunions se sont tenues au CFH (mars et décembre 2000) qui ont abouti à un consensus sur le projet et à son démarrage. Les directeurs des plus grands observatoires (CFH, GEMINI, Keck, IRTF) apportent leur aide pour la réalisation des deux premières phases en permettant l'accès à leurs télescopes ainsi qu'en donnant quelques nuits de temps technique ou discrétionnaire pour démontrer la faisabilité du projet.

Trois phases ont été déterminées :

- Phase I (2000-2001) : étude et démonstration de l'injection au foyer de Keck, Gemini et CFH
- Phase II (2002-2003) : démonstration de la recombinaison d'au moins une base de plus de 150 mètres et de la production de données scientifiques uniques (bases visées : CFH-Gemini, CFH-UKIRT, Gemini-UKIRT, IRTF-Keck, IRTF-Subaru, Subaru-Keck).

- Phase III (post 2003) : réalisation complète d'OHANA.

Les phases I et II peuvent être réalisées en France (il s'agit d'un démonstrateur), l'implication des observatoires se limitant à l'accès à leurs télescopes et à une collaboration technique. La phase III nécessitera un budget plus conséquent et international.

### **G.3 Défis techniques**

Par rapport à un interféromètre classique, le transport des faisceaux se fait dans des fibres monomodes. Deux types de fibres sont utilisables : les fibres en verre fluoré (pour la bande K, L est possible mais ne fait pas partie pour l'instant des objectifs d'OHANA) et les fibres en silice (J et H). Scientifiquement, les trois bandes sont très intéressantes. Les performances d'OHANA dépendent crucialement des performances des optiques adaptatives à l'injection. Pour cette raison, la bande K est certainement plus facile que les bandes de longueur d'onde plus courte. Cependant, la technologie des fibres à maintien de polarisation en silice est plus avancée. Des composants à maintien de polarisation à faible perte sont disponibles, ce qui n'est pas le cas en K (des prototypes existent mais ne sont pas optimisés en transmission sur des longueurs hectométriques). En revanche, les composants en verre fluoré sont moins sensibles aux fluctuations de température que les composants en silice. Ces derniers nécessitent un asservissement y compris sur des longueurs décimétriques (cette technique a été démontrée). Enfin, les fibres en verre fluoré sans maintien de polarisation sont disponibles, équilibrables en dispersion et avec un niveau de transmission excellent en K (cf. plus haut). Le contrôle des polarisations a été démontré par FLUOR.

L'IRCOM a démarré un programme de caractérisation de fibres en silice pour OHANA. Un programme similaire est en préparation à l'Observatoire de Paris (demande de R&D ASHRA 2001). Il s'agit de vérifier la bonne maîtrise des composants (maintien de polarisation en silice, standard en verre fluoré) avant que de commencer la phase II. Un développement de composants à maintien de polarisation en K est souhaitable.

Compte-tenu des grandes bases d'OHANA, la vitesse maximale des franges sur une base Est-Ouest peut atteindre 7 cm/s. Il est fort probable qu'un développement de ligne à retard particulier soit nécessaire pour la phase III. Les lignes à retard actuelles de Keck et VLTI sont dimensionnées pour des vitesses de franges maximales de 1 cm/s.

La sensibilité d'OHANA pourra être améliorée si un mode double champ est réalisé. Il faut pour cela mettre au point une métrologie différentielle fibrée. Ce développement pourra faire partie de la phase III.

Enfin, un recombineur à pupille densifiée proposé par Antoine Labeyrie pourra être développé pour la phase III.

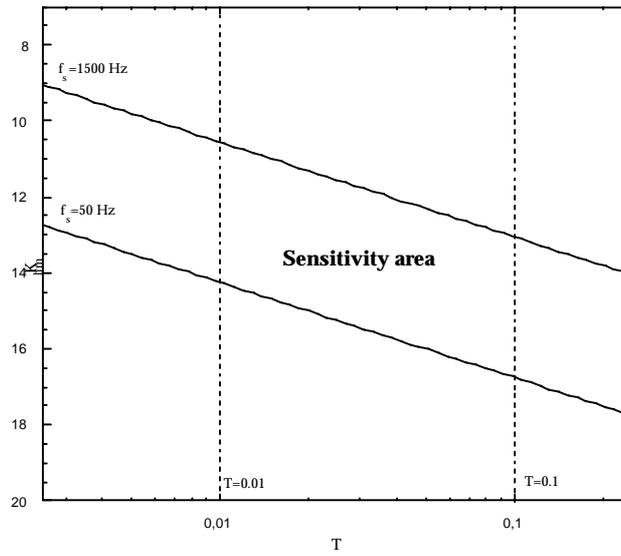
### **G.4 Performances anticipées**

Une étude des performances anticipées d'OHANA est publiée dans Perrin et al. (2000).

Nous en rappelons ici les résultats.

- Résolution : la résolution maximale est de 0,25 mas en bande J et 0,5 mas en bande K entre Gemini et Subaru.
- Champ : OHANA est un instrument strictement monomode. Le champ instantané maximum est donc donné par la résolution des pupilles. Le champ minimum pour Keck est de 20 mas en bande J et de 40 mas en bande K. Pour accroître ce champ, une technique de type mapping développée en interférométrie radio pourra être employée.
- Sensibilité : le calcul de la sensibilité d'un interféromètre est toujours périlleux car il dépend d'un nombre important de paramètres qui ne sont pas tous exactement connus. Pour cette raison, nous avons calculé une zone de sensibilité fonction des paramètres

les plus incertains contenant très probablement la sensibilité réelle d'OHANA. La figure G.2 donne le résultat en bande K. La sensibilité moyenne en bandes J, H et K est de magnitude 13.



**Figure G.2 : estimation de la sensibilité de OHANA en bande K en fonction de la transmission globale et de la fréquence d'échantillonnage des franges.**

## **Annexe H: Réseaux de 8m, imageur SO**

L'idée est de proposer un 'super-VLTI' composé d'un réseau d'au moins 6 télescopes de 8m, de façon à améliorer significativement les possibilités d'imagerie du VLTI de 2005. Outre l'intérêt scientifique, un tel instrument exploiterait au mieux l'expérience instrumentale du VLT et du VLTI, en reproduisant pour une grande part des technologies déjà largement existantes (UT de 8m, LAR, AO, techniques de reconstruction etc.).

Un réseau de 150 UT de 8m représenterait la surface collectrice d'un 100m (40 UT celle d'un 50m), avec la possibilité d'évolution du réseau dans le temps (on rajoute des télescopes comme des antennes sur le plateau de Bure) et la possibilité d'utiliser des bases 10 fois plus grandes que les monopupilles.

## **Annexe I: TPF et DARWIN: interféromètre imageur direct ou *nuller* pour l'espace**

Les agences NASA et ESA mènent toutes les deux des études pour une mission haute résolution angulaire / haute dynamique avec comme objectif la détection d'exo-planètes de types joviennes ou terrestres à l'horizon 2015-2020 ou au-delà : TPF pour la NASA (<http://tpf.jpl.nasa.gov/>) et Darwin pour ESA (<http://ast.star.rl.ac.uk/darwin/>, figure I.1. ci-dessous). Les deux agences ont un programme de *précurseurs* pour mettre au point ces missions. La table I.1. ci-dessous décrit ces précurseurs technologiques et scientifiques et énumère les différents points-clés technologiques.

Le concept optique pour TPF n'est pas encore fixé, et des recherches sont menées actuellement sur les différentes solutions possibles par les contractants NASA. Si on considère des instruments monostructures comme SIM (<http://sim.jpl.nasa.gov/>), atteindre des bases de 30 m ou plus requiert de séparer les éléments de l'instrument, télescopes et recombinateur. La NASA développe la mission DS 3 (<http://starlight.jpl.nasa.gov/>) qui devrait faire voler, d'ici 2005, deux éléments *free-flyers* séparés de 30 à 125m. Cet instrument, outre sa vocation technologique, permettra de faire de la science entre  $\lambda = 600$  et 1000nm jusqu'à la magnitude 5. ESA prépare une mission similaire (SMART - 2) en vue de Darwin (Fridlung 2000).

<b>TPF Precursors</b>							
	PTI	Keck-I	LBT	SIRTF	SIM	DS-3	NGST
Nulling		✓	✓		✓		
Formation Flying						✓	
Large Cryoptics				✓			✓
Active Optics	✓	✓	✓		✓	✓	✓
Metrology	✓	✓	✓		✓	✓	
Pointing, Stabilization & Vibration Control	✓	✓	✓		✓	✓	✓
Passive Cooling				✓			✓
IR Detectors				✓			✓
Interferometer System Technology	✓	✓	✓		✓	✓	

Table I.1 : Missions ou projets *sol* comme précurseurs technologiques de TPF (d'après <http://tpf.jpl.nasa.gov/technology/technology.html> ).

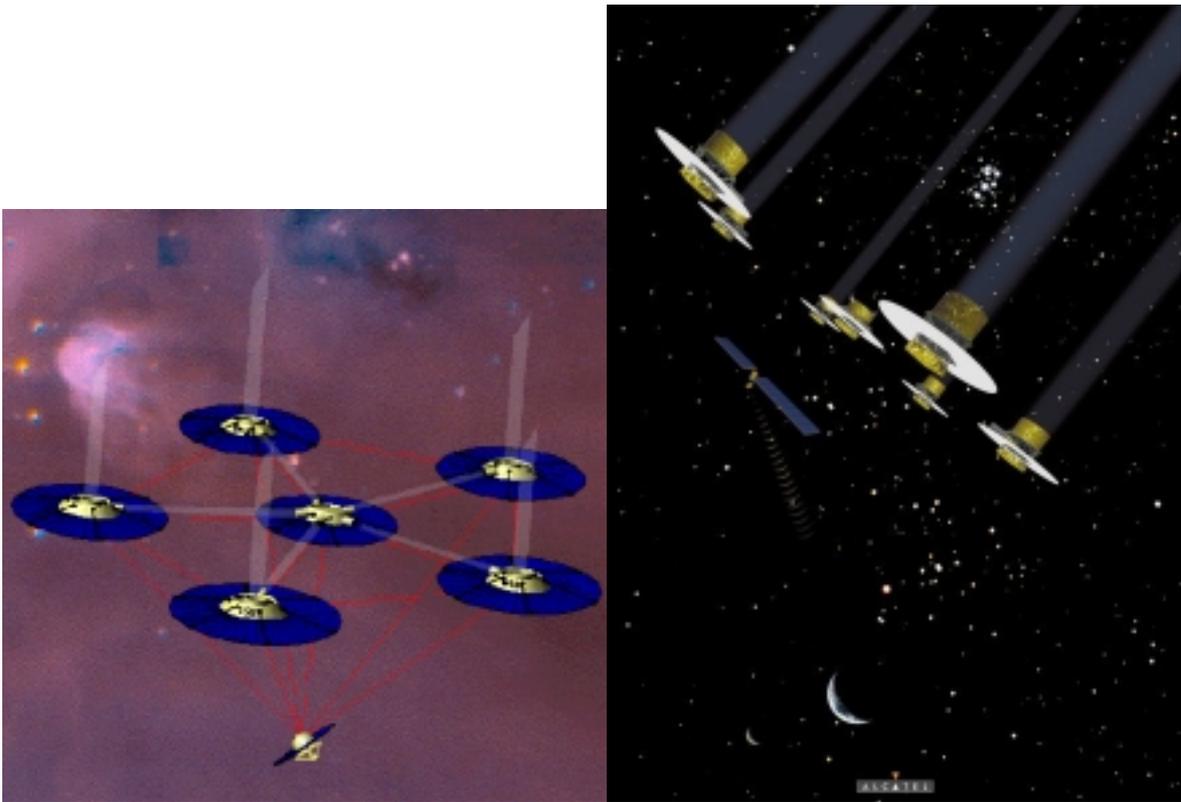


Figure I.1 : DARWIN, vues d'artiste (d'après <http://ast.star.rl.ac.uk/darwin/> ).

Labeyrie et al. (2000) ont répondu à l'appel d'offre ESA (Flexi Mission) pour soumettre le projet EPICURUS. Composé d'une flottille de 36 satellites portant chacun un segment de 30cm sur une base de 200m, il réalise la recombinaison direct type hypertélescope. Labeyrie et al. (2000) et Boccaletti et al. (2000) ont montré la supériorité de ce concept sur le concept *nuller* de Bracewell. La détection est 100 fois plus rapide, le contraste de la planète par rapport au fond est 30 fois supérieur. Le groupe Labeyrie et al. est aussi impliqué aujourd'hui dans l'étude de concepts optiques pour TPF (en collaboration avec un des contractants de NASA) et privilégie l'option hypertélescope.

Document format WORD préparé avec Star Office 5.1/Linux RH 6.2 et Word97/win95

Figures préparées avec GIMP et SCILAB -INRIA