

ARTICLE DE FOND

L'optique adaptative, trop beau pour être vrai ?

Pierre Léna, professeur émérite, Université Paris Diderot & Observatoire de Paris (LESIA)

Il y a 50 ans, les scientifiques pensaient qu'il était désormais inutile de construire sur Terre des télescopes de grand diamètre. La traversée de l'atmosphère par la lumière provoquait des images considérées comme irrémédiablement floues. La barrière semblait infranchissable. Pierre Léna fit partie des spécialistes internationaux qui contribuèrent à mettre au point un dispositif pour y parvenir. Il nous indique de quelle manière.

Introduction

Les trente dernières années ont vu une très profonde transformation de l'observation astronomique à l'aide de grands télescopes depuis la surface de la Terre. Si l'un des facteurs de cette transformation est l'utilisation de récepteurs d'images électroniques, incomparablement plus sensibles que les plaques photographiques anciennes, le second facteur est l'avènement de l'optique adaptative (OA). La possibilité d'obtenir des images à la limite de diffraction d'un télescope, malgré la turbulence de l'atmosphère terrestre, est une véritable révolution. Elle a amélioré la résolution des images d'un facteur pouvant atteindre 100. Elle a conduit à fournir un argument majeur pour la conception d'une nouvelle famille de télescopes géants, de 30 à 40 m de diamètre, qui seront mis en service dans la décennie à venir. Elle a permis la combinaison interférométrique de grands télescopes et la résolution afférente. Cette capacité de résolution due à l'OA s'applique à un grand nombre de problèmes astrophysiques, et tout particulièrement à deux études majeures et récentes : celle des exoplanètes et celle de l'environnement du trou noir situé au centre de la Galaxie. Nous examinons ici comment cette révolution a émergé et quelles en sont les perspectives.

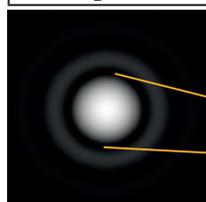
Les principes

Isaac Newton avait déjà conclu que l'acuité des images fournies par un télescope était limitée par l'agitation de l'atmosphère terrestre et qu'il conviendrait de construire les télescopes au sommet de montagnes élevées afin de limiter l'épaisseur d'air traversé. Cet effet atmosphérique fait que la dimension de la tache image d'une étoile, fournie par un grand télescope, est de l'ordre d'une seconde d'arc. On a donné à cette tache un nom précis, largement utilisé par les astronomes : la tache de *seeing* (du verbe *voir*, en anglais). Si le télescope est

placé dans l'espace, le *seeing* disparaît, quoiqu'une autre limitation, plus fondamentale mais beaucoup moins sévère, apparaisse alors, liée à la diffraction de la lumière (encadré 1).

Encadré 1. Peut mieux faire !

*En l'absence d'atmosphère, obtiendrait-on une image parfaite ? La réponse est non, car la lumière, comme toute onde, se diffracte lorsqu'elle rencontre un obstacle, c'est-à-dire se répand dans plusieurs directions après cette rencontre. L'obstacle est ici le bord circulaire du miroir primaire du télescope. L'image qu'il donne d'un point lumineux, en supposant toute l'optique sans aucune aberration, n'est pas ponctuelle : c'est une petite tache, appelée tache d'Airy du nom d'un physicien britannique (1801-1891), d'autant plus grande que le diamètre du miroir primaire est petit. On montre que le diamètre angulaire de la tache image est inversement proportionnel au diamètre du miroir. La limite de diffraction de l'instrument (tache d'Airy), exprimée comme un angle θ , est donnée (en radians) par l'expression $\theta = \lambda/D$, où λ est la longueur d'onde de la lumière et D le diamètre du miroir primaire du télescope. Avec $\lambda = 0,5 \mu\text{m}$ et $D = 10 \text{ m}$, la tache de diffraction a pour diamètre $\theta = 10$ millisecondes d'arc ($1 \text{ mas} = 5 \times 10^{-9} \text{ rad}$), soit 100 fois moins que la tache de *seeing*. On mesure donc la perte d'acuité due à cet effet atmosphérique perturbateur, ainsi que la marge d'amélioration éventuelle.*



Ramené à une dimension angulaire sur le ciel, l'angle qui sous-tend une tache centrale d'Airy est illustré par ce schéma.



Depuis Newton, cette barrière du *seeing* était considérée par les astronomes comme infranchissable, sauf à placer l'instrument dans l'espace. Ce fut cette considération, jointe à la recherche d'un accès au rayonnement ultraviolet des étoiles, qui conduisit l'astronome Lyman Spitzer, en 1946, à proposer la

réalisation d'un télescope qui deviendra le Hubble Space Telescope ($D = 2,4$ m), lancé en 1989 et dont on connaît les succès innombrables. Toutefois, en 1953, l'astronome californien Horace Babcock avait publié un article extraordinaire de lucidité, dans lequel il proposait de vaincre la barrière du *seeing* par un système actif de correction d'image. Cet article prophétique sera suivi de façon indépendante, par un autre, dû au physicien soviétique V. Linnick. Ces propositions demeureront sans suite pratique pendant plus de vingt-cinq ans. L'idée sera reprise dans les années 1970, tout d'abord par la recherche militaire aux États-Unis.

Il s'agit en effet de comprendre dans le détail, et si possible d'atténuer, les effets de la turbulence atmosphérique terrestre sur la propagation d'une onde lumineuse, qu'il s'agisse d'un puissant faisceau laser (le *rayon de la mort* et la guerre des étoiles) ou de l'image d'un satellite en orbite dont on veut déterminer les caractéristiques depuis le sol. Conduits dans le secret, ces travaux ne sont que très partiellement connus des astronomes.

Aussi, en 1977, lors de la conférence tenue à Genève autour du futur projet de grand télescope européen, l'idée d'une correction du *seeing* refait surface, sans d'ailleurs être soutenue par son inventeur Horace Babcock qui y est pourtant présent ! Durant la décennie suivante, en Europe comme aux États-Unis, les astronomes réalisent le potentiel qu'apporterait aux observations une correction du *seeing*. Cette correction va s'appeler *adaptative*, pour marquer qu'à chaque instant le système optique *s'adapte* rapidement à l'état de l'atmosphère pour en corriger l'effet. Il apparaît aussitôt que cette correction serait plus aisée dans le proche infrarouge qu'aux longueurs d'onde du visible, à cause des propriétés élémentaires de l'indice de réfraction de l'air.

À partir de 1984, une collaboration entre l'Observatoire de Paris, l'Observatoire européen austral (ESO) et l'ONERA s'organise pour construire un prototype d'optique adaptative. Cet instrument, appelé COME-ON, est testé sur le télescope de 1,52 m de l'Observatoire de Haute-Provence, conduisant aux brillantes thèses de doctorat de Pierre Kern et François Rigaut.

C'est là qu'en octobre 1989 est faite la première démonstration, historique, d'une correction adaptative, en résolvant parfaitement l'étoile double γ^2 And, dont les composantes sont séparées de $0,4''$ (figure 1). Aussitôt installé sur le télescope de 3,6 m à La Silla au Chili, COME-ON va multiplier ses observations entre 1990 et 1995 avec des améliorations successives de ses performances. Dès 1992, après la chute du mur de Berlin et sous la

pression de la communauté astronomique, le département de la Défense des États-Unis déclassifie et autorise la publication d'une grande partie des travaux, jusque-là secrets, concernant l'optique adaptative. Le succès de COME-ON et ses résultats vont déclencher la réalisation de nombreux systèmes adaptatifs aux États-Unis, en particulier sur le Keck Telescope de 10 m mis en service en 1998 à Hawaï.

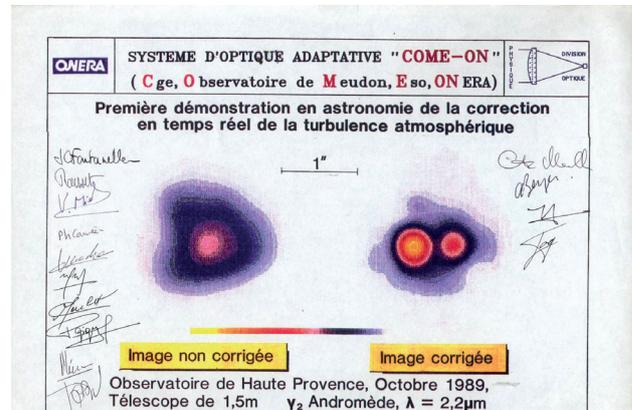


Fig.1. Observation historique d'une image astronomique, corrigée par optique adaptative (1989). L'échelle angulaire est donnée (Document LESIA/P. Léna).

Le Very Large Telescope (VLT) européen, décidé en 1987, est en construction. S'appuyant sur l'expérience acquise avec COME-ON et ses successeurs, l'instrument NACO est décidé : c'est une caméra, fonctionnant dans le proche infrarouge avec une optique adaptative.

Celle-ci est réalisée pour l'essentiel en France (Grenoble et Meudon), sous la responsabilité d'Anne-Marie Lagrange. NACO entre en service en 2001 sur le télescope Yepun ($D = 8,2$ m). La résolution de ses images atteint aussitôt la limite de diffraction, soit 50 millisecondes d'arc, vingt fois mieux que la dimension de la tache de *seeing*.

Comment fonctionne l'optique adaptative ?

La scintillation des étoiles, les ombres volantes observées au sol pendant une éclipse de Soleil, les ombres semblables que peuvent observer, lors d'un test de Foucault sur une étoile, des observateurs sur le miroir de leur télescope sont des manifestations d'un même phénomène : les fluctuations aléatoires d'indice de réfraction de l'atmosphère de la Terre.

La vitesse de propagation de la lumière dépendant de cet indice, chaque trajet lumineux atteignant le miroir primaire aura requis une durée différente, l'onde aura donc une phase différente de celle caractérisant un autre trajet. Ce sont ces différences aléatoires de phase qui sont responsables de l'étalement de la tache de *seeing* (encadré 2).

Encadré 2. Une onde toute cabossée !

Une onde électromagnétique (lumière) plane présente la même phase, à un instant donné, dans un plan perpendiculaire à sa direction de propagation (front d'onde). Après traversée de l'atmosphère, elle est « cabossée », en avance de phase en certaines zones du plan, en retard en d'autres. On peut caractériser ces fluctuations de phase par deux paramètres simples, relatifs au plan d'onde :

- un élément de surface de celui-ci, représenté par un cercle de rayon r_0 (appelé paramètre de Fried ou rayon de cohérence) sur la surface duquel la phase varie peu (disons moins de $\pi/4$), et donc induira peu de déformations dans l'image ;

- une durée caractéristique t_0 (temps de cohérence) pendant laquelle cette phase évolue peu.

Une fluctuation de trajet δL dans l'air produit une fluctuation de phase $\delta\Phi = 2\pi \delta L / \lambda$, d'autant moins importante que la longueur d'onde est plus grande. La conséquence est que r_0 et t_0 augmentent rapidement avec la longueur d'onde. Corriger le seeing (« décabosser l'onde ») sera donc d'autant plus facile que λ sera grand. La plupart des instruments OA actuels fonctionnent dans le proche infrarouge ($1 \mu\text{m} \leq \lambda \leq 10 \mu\text{m}$) où l'atmosphère de la Terre demeure au moins partiellement transparente, par comparaison au visible ($0,3 \mu\text{m} \leq \lambda \leq 0,8 \mu\text{m}$). Mais rien n'interdit d'en étendre progressivement leur usage à ce dernier domaine spectral.

Le schéma de principe d'un dispositif d'optique adaptative (OA), le plus simple possible, résulte de cette analyse (figure 2). Ses composantes principales sont un analyseur de front d'onde, un miroir déformable et un ordinateur de contrôle.

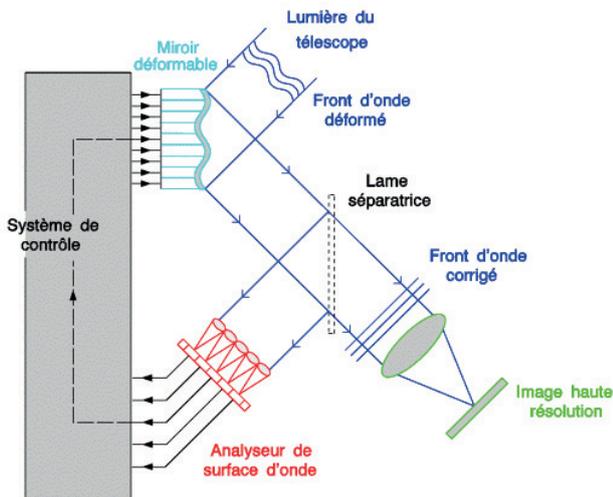


Fig.2. Schéma de principe d'un système d'optique adaptative.

L'analyseur prélève une partie du front d'onde incident et le découpe en autant de régions (centrées en x , y et appelées sous-pupilles) de taille r_0 que la pupille d'entrée du télescope (miroir primaire) en contient, puis détermine, à une fréquence rapide (supérieure à $1/t_0$, soit en pratique une centaine de hertz), sur chaque région dont il analyse la lumière,

la valeur de la phase de l'onde $\Phi(x,y,t)$ perturbée par l'atmosphère.

Le miroir déformable est fait d'une surface réfléchissante mais souple, capable d'induire sur chaque portion de l'onde réfléchie, de taille r_0 , une avance ou un retard de parcours, donc de phase, exactement opposé à ceux mesurés par l'analyseur, pratiquement au même instant. Ainsi, partout où l'onde était en retard à cause d'un trajet atmosphérique trop long, elle peut reprendre de l'avance, et réciproquement. Le miroir déformable ne peut être le miroir primaire, trop inerte pour suivre la cadence de correction. Celle-ci s'effectue sur le trajet de la lumière dans le télescope, là où est reformée une image de petite taille (quelques dizaines de cm) du miroir primaire. Aujourd'hui, l'un des télescopes du VLT vient d'être équipé d'un miroir secondaire très mince, permettant la correction adaptative sur les 1 600 sous-pupilles qu'il contient. Enfin l'ordinateur joue un rôle essentiel dans la boucle de rétro-action, puisqu'à partir des mesures faites par l'analyseur, et de la phase $\Phi(x,y,t)$ qu'elles déterminent, cet ordinateur commande les déplacements instantanés de la surface du miroir. Ceci peut être obtenu par des actuateurs piezo-électriques, placés sous le miroir.

Bien entendu, l'essentiel de l'onde, corrigée donc, est transmise vers la caméra (CCD) qui détecte les photons et fournit une image numérisée, dont la résolution approche alors la limite de diffraction. On décrit volontiers la performance d'un tel système adaptatif par son rapport de Strehl S , d'autant plus proche de l'unité que l'image est proche d'une figure de diffraction parfaite, sans perturbation atmosphérique : des valeurs S comprises entre 0,6 et 0,9 sont couramment obtenues (figure 3).

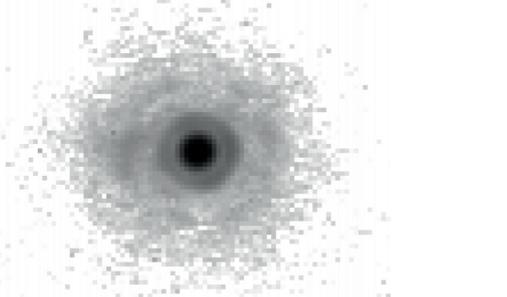


Fig.3. Image d'une étoile dans le proche infrarouge, fournie par un des télescopes auxiliaires du VLT (AT) et corrigée par l'optique adaptative MACAO de celui-ci. Le rapport de Strehl vaut ici $S = 0,62$. Outre l'image centrale, on distingue le premier et le second anneau de la figure de diffraction (figure d'Airy) (Document N. Hubin, ESO).

Ce schéma de principe met en évidence une importante limitation de l'optique adaptative. En effet, pour que l'analyseur fournisse un signal utilisable, il faut que ses capteurs photo-électriques

reçoivent, pendant la durée t_0 , un nombre suffisant de photons pour que puisse être déterminée avec une précision suffisante (rapport signal sur bruit), sur chaque élément de pupille, la phase de l'onde. Ceci impose donc une magnitude limite à l'objet observé car s'il est trop peu brillant, la correction deviendra impossible, étant noyée dans le bruit. À l'évidence, cette magnitude ne dépend pas du diamètre du télescope, mais seulement de r_0 et t_0 . Un très grand nombre d'objets sont néanmoins observables pour que l'OA fonctionne sur eux ou leur voisinage (encadré 3).

Optique adaptative et interférométrie optique

Si l'OA s'est initialement, et avec tant de succès, développée pour le VLT, c'est parce que nous ambitionnions de doter le VLT d'une capacité interférométrique, à savoir une combinaison de plusieurs des quatre grands télescopes, auxquels s'ajoutent quatre télescopes auxiliaires de 1,8 m de diamètre. La place manque ici pour décrire cette autre originalité du VLT. Retenons simplement que ce mode interférométrique, capable de multiplier par vingt la résolution angulaire de l'OA, ne pourrait exister sans que les fronts d'onde, fournis par chacun des télescopes et destinés à interférer entre eux, soient "décabossés".

Quelques réussites spectaculaires de l'OA

Il est temps de présenter quelques résultats, retenons-en ici deux parmi la multitude aujourd'hui acquise. L'observation des exoplanètes, dont la première (51 Peg B) fut découverte en 1995, requiert tout particulièrement l'OA. Il s'agit en effet de distinguer une ou plusieurs exoplanètes et/ou le disque de

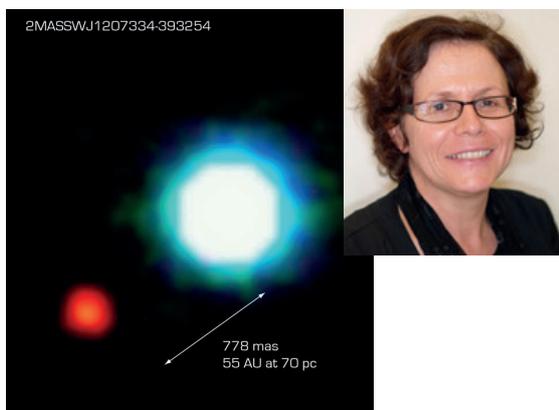


Fig. 4a. Cliché historique de la première image d'une exoplanète, en orbite autour d'une naine brune 2MASS1207 (Anne-Marie Lagrange & Gaël Chauvin/ESO, instrument VLT/NACO, 2004).

Encadré 3. Où la chance peut s'en mêler !

Imaginons un objet G insuffisamment brillant pour que l'OA en corrige l'image, mais fort proche d'une étoile E adéquate pour l'OA et appelée 'source de référence'. Si les trajets lumineux issus de E traversent à peu près les mêmes couches d'atmosphère turbulente que ceux issus de G, alors corriger pour E l'OA corrigera aussi pour G. Une analyse géométrique simple montre que la distance maximale EG est de quelques dizaines de secondes d'arc (champ d'isoplanétisme), plus importante si la couche turbulente principale est au voisinage du sol, plus faible si elle se trouve à la tropopause, vers 10 km d'altitude. Autrement dit, si par chance G possède une étoile E dans son voisinage d'isoplanétisme, il suffira d'asservir sur E, et G sera corrigée. En outre, cerise sur le gâteau, ce champ augmente aussi quand l'altitude augmente. Et si la chance n'était pas avec l'astronome une autre solution a été imaginée (cf. ci-dessous).

de poussière et de gaz dont elles sont issues, de l'étoile dont elles sont angulairement très proches : 1 unité astronomique (ua), soit la distance Terre-Soleil, à une distance de 100 parsecs, est vue sous un angle de 10 millisecondes d'angle, à peine moins que la limite de diffraction d'un télescope de 8 m à $\lambda = 1$ mm. De surcroît, l'étoile peut être 10^6 à 10^9 fois plus brillante que ses compagnons planétaires. Pour ne pas noyer le signal planétaire, il faut alors masquer l'étoile par une technique appelée *coronographie*, inventée par le Français Bernard Lyot (1897-1952) pour l'étude de la couronne solaire. L'instrument SPHERE, largement réalisé en France et qui équipe le télescope UT3 du VLT depuis 2014, possède ainsi une combinaison souple de modes imagerie, spectroscopie, polarimétrie et coronographie (figures 4a et 4b, résultats spectaculaires de l'optique adaptative).

Le second résultat, illustrant la puissance de l'OA, concerne le trou noir au centre de notre Galaxie. L'observation dans l'infrarouge proche ($\lambda = 2$ à $5 \mu\text{m}$)

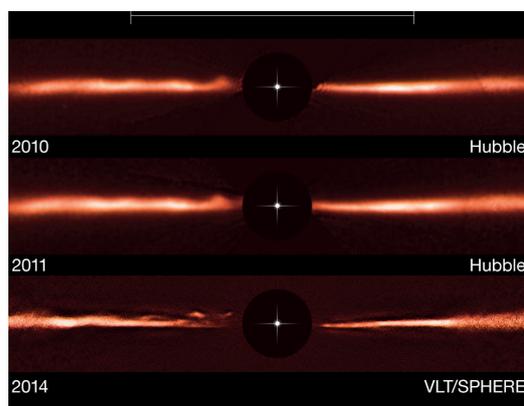


Fig. 4b. Disque vu par la tranche autour de l'étoile AU Mic, cachée par le disque coronagraphique : le gain de résolution par rapport à Hubble est clair et on distingue de mystérieuses structures qui se propagent rapidement (A. Boccaletti et al./ESO, instrument VLT/SPHERE, 2016).

permet de recevoir une lumière issue de cette région centrale et parcourant l'épaisseur du disque, malgré l'abondance de gaz et surtout de poussières qui nous en sépare. Au début des années 1990, l'équipe de Reinhard Genzel (Max Planck Institute für extraterrestrische Physik, Garching, Allemagne) débuta un programme de suivi du mouvement des étoiles qui entouraient la mystérieuse radiosource Sgr*A, située au centre de la Galaxie, afin d'en déterminer la masse et en élucider la nature. Avec l'arrivée de l'instrument NACO sur le VLT, il devint possible de suivre particulièrement une des étoiles, S2, et de déterminer son mouvement avec une précision bien supérieure à ce qu'autorisait jusqu'à la *seeing*. C'est ainsi qu'en fut identifiée sa trajectoire elliptique, son foyer et, appliquant simplement la troisième loi de Kepler, la masse du cœur attractif soit 3,6 millions de masse solaire. La concentration d'une telle masse dans si peu d'espace ne pouvait qu'être due à un trou noir massif, confirmé en 2003. Le voisinage de ce trou noir fait depuis l'objet d'un suivi attentif. Un instrument particulier, GRAVITY, est installé depuis 2016 pour ce faire. GRAVITY combine les performances de l'OA et celles de la combinaison interférométrique des quatre télescopes de 8 m, pour atteindre une résolution angulaire exceptionnelle, inférieure à 0,1 milliseconde d'arc (figure 5). Tout est prêt pour observer en 2018 un nouveau passage de l'étoile S2 au voisinage immédiat du trou noir, à son *peri-black hole* !

Thème et variations de l'OA, présente et à venir

À partir du schéma de base présenté ci-dessus et mis en œuvre dans les années 1990, de nombreux perfectionnements ont émergé, rendant l'OA toujours plus souple et performante. Dès 1986, Renaud Foy et Antoine Labeyrie avaient proposé de remédier au problème de la source de référence en en créant une, artificielle. Pour ce faire, la recette semblait simple : prendre un puissant laser monté sur le côté du télescope, diriger vers l'espace son faisceau, exciter avec celui-ci vers 80 km les atomes de sodium qu'y déposent en permanence les micrométéorites bombardant la Terre, recueillir avec le télescope la lumière de résonance du sodium réémise vers la Terre : en orientant précisément le laser, il devient possible d'« écrire » cette étoile artificielle sur le ciel, juste à côté de l'objet G dont l'on souhaite corriger l'image, et le tour est joué. Les télescopes du VLT sont ainsi équipés de lasers, dont les faisceaux surgissent dans la nuit.

De multiples variétés d'OA sont aujourd'hui disponibles ou étudiées pour le futur télescope de 39 m, l'European Extremely Large Telescope (EELT) : GLAO (Ground Layer Adaptive Optics), qui corrige principalement l'effet de la turbulence près du

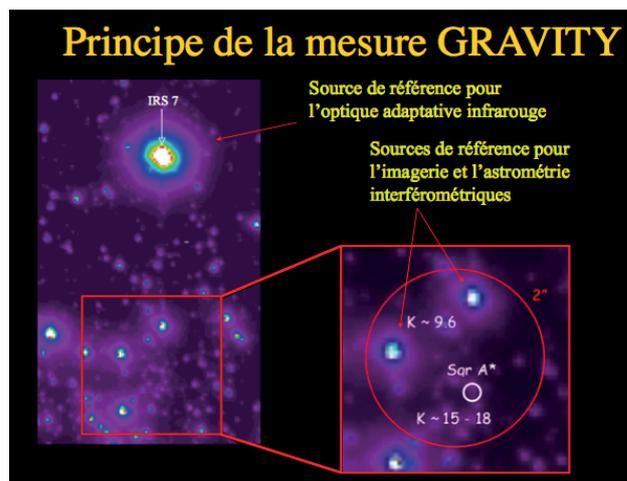


Fig.5. L'environnement immédiat du Centre galactique (SgrA*), observé à $\lambda = 2,2 \mu\text{m}$. L'instrument gravity asservit l'OA sur l'étoile IRS7, assez lumineuse et située dans le champ d'isoplanétisme de SgrA*. Quant à l'interféromètre combinant les quatre UT, il est possible d'asservir les franges sur les deux étoiles (magnitude $K \approx 9,6$) qui, par chance encore, se trouvent suffisamment proches de SgrA*. (D'après Guy Perrin, LESIA, 2015).

sol, en fournissant un grand champ d'isoplanétisme ; XAO (Extreme Adaptive Optics), qui cherche à obtenir des rapports de Strehl supérieurs à 0,95 pour distinguer de très faibles exoplanètes en se débarrassant au maximum de la diffraction ; MCAO (MultiConjugate Adaptive Optics), qui corrige chacune des couches atmosphériques en utilisant plusieurs lasers, etc. Enfin, l'extension de l'OA, du proche infrarouge vers le visible, bien que difficile, progresse désormais rapidement.

L'éclosion de l'OA durant les deux dernières décennies a bien transformé radicalement l'observation astronomique depuis la surface de la Terre. La nouvelle génération de télescopes géants en construction (E-ELT, TMT aux États-Unis) ne prend tout son sens qu'avec l'OA qui permettra une résolution spatiale uniquement limitée par la diffraction. Peut-on espérer que, chez des astronomes amateurs dont les miroirs dépassent souvent aujourd'hui 50 cm de diamètre, l'OA s'installe également, leur faisant gagner un facteur cinq à dix en résolution ? ■

BIBLIOGRAPHIE

- Beckers, J. Adaptive optics for astronomy : Principles, Performance and Applications, Ann.Rev.Astr.Ap. 31, 13-62 (1993)
- Léna, P. Adaptive optics : a breakthrough in astronomy, Exp. Astr. 26, 35-48 (2009)
- Roddier, F. Adaptive optics in astronomy, Cambridge University Press (1999)
- Léna, P., Rouan, D., Lebrun, F., Mignard, F., Pelat, D. L'Observation en astrophysique, EDP Sciences (2010).
- Site de l'ESO : <http://www.eso.org> : EELT ; VLT, SPHERE, GRAVITY, etc.
- Wikipedia : Optique adaptative.