

Université de Montréal

**Simulations de détection d'atmosphères d'exoplanètes
avec ANDES**

par

André Beaudoin

Département de physique
Faculté des arts et des sciences

Mémoire présenté en vue de l'obtention du grade de
Maître ès sciences (M.Sc.)
en Physique

30 juin 2023

Université de Montréal

Faculté des arts et des sciences

Ce mémoire intitulé

**Simulations de détection d'atmosphères
d'exoplanètes avec ANDES**

présenté par

André Beaudoin

a été évalué par un jury composé des personnes suivantes :

Paul Charbonneau

(président-rapporteur)

René Doyon

(directeur de recherche)

Patrick Dufour

(membre du jury)

Résumé

Le *European Extremely Large Telescope* présentement en construction au Chili, sera le plus grand télescope optique jamais construit, avec son miroir primaire de 39 mètres de diamètre. Un de ses instruments, ANDES (*ArmazoNes high Dispersion Echelle Spectrograph*), combi-nera l'optique adaptative et la spectroscopie à haute dispersion dans les bandes photomé-triques *YJH* pour permettre notamment l'étude de la composition chimique d'atmosphères d'exoplanètes potentiellement habitables.

La détection de la vie sur une exoplanète candidate commence nécessairement par l'étude de son atmosphère, et spécifiquement sa composition chimique. Celle-ci peut en effet révéler la présence de biosignatures, c'est-à-dire la signature spectrale de molécules qui ne pourraient exister sans la présence de la vie. Une paire de molécules particulièrement intéressante est la paire dioxygène (O_2) et méthane (CH_4), soient deux molécules qui peuvent être créées par des processus biotiques, mais qui, laissées à elles-mêmes, réagissent ensemble dans l'atmosphère pour générer de l'eau (H_2O) et du dioxyde de carbone (CO_2) jusqu'à la déplétion de l'une des deux (Thompson et al., 2022). La présence simultanée d' O_2 et de CH_4 nécessite donc des réactions chimiques hors équilibre comme celles associées avec l'activité biologique.

ANDES sera équipé de tous les modules théoriquement nécessaires pour détecter la lumière réfléchiée d'une exoplanète, incluant une interface d'optique adaptative qui minimise la lumière parasite de l'exoplanète localisée tout près du cœur de l'étoile, une unité de champ intégral permettant de disséquer l'image de l'étoile en des dizaines de spaxels, chacun alimentant un spectrographe infrarouge à haute dispersion. Des techniques statistiques bayésiennes sont ensuite utilisées pour détecter le signal atmosphérique de l'exoplanète enfoui dans le spectre de l'étoile.

Ce travail décrit des simulations détaillées de tous ces modules afin de déterminer les capacités d'ANDES à détecter l'atmosphère d'exoplanètes potentiellement habitables, notamment Proxima b, la plus rapprochée du Système Solaire. Les simulations révèlent que si Proxima b a une atmosphère identique à celle de la Terre, l'eau y serait détectable en moins d'une nuit (6 heures), alors que les détections d' O_2 , de CO_2 et de CH_4 nécessiteraient jusqu'à 320, 420 et 1200 heures d'observation, respectivement.

Mots-clés: Instrumentation Astronomique, Exoplanètes, Biosignatures, Spectroscopie Haute Dispersion, Optique Adaptative

Abstract

The *European Extremely Large Telescope*, currently under construction in Chile, will be the largest telescope ever built, with its primary mirror measuring 39 meters in diameter. One of its instruments, ANDES (*ArmazoNes high Dispersion Echelle Spectrograph*), will combine adaptive optics and high dispersion spectroscopy in the *YJH* photometric bands. This combination will allow the study of the chemical composition of atmospheres of potentially habitable exoplanets.

The search for life on a candidate exoplanet necessitates the study of its atmosphere, specifically its chemical composition. This can reveal the presence of biosignatures, i.e. the spectral signature of molecules that cannot exist without life. One intriguing pair of molecules is dioxygen (O_2) and methane (CH_4). Both can be created through biotic processes, but left to themselves, they form water (H_2O) and carbon dioxide (CO_2) until one of the two is depleted. The simultaneous presence of O_2 and CH_4 requires out-of-equilibrium chemical reactions, such as those associated with biological activity.

ANDES will be equipped with all the crucial modules to detect the reflected light from an exoplanet. It includes an adaptive optics front-end interface that minimizes the stray light from the exoplanet located very close to the star's core, an integrated field unit that dissects the star's image into dozens of spaxels, each feeding a high-dispersion infrared spectrograph. Bayesian statistics are then used to detect the exoplanet's atmospheric signal buried within the star's spectrum.

This work describes detailed simulations of all these modules to determine ANDES' capabilities in detecting the atmosphere of potentially habitable exoplanets, notably Proxima b, the closest to the Solar System. The simulations reveal that if Proxima b has an atmosphere similar to Earth's, water could be detectable in less than one night (6 hours), while detections of O_2 , CO_2 and CH_4 could require up to 320, 420 and 1200 hours of observations, respectively.

Keywords: Astronomical Instrumentation, Exoplanets, Biosignatures, High Dispersion Spectroscopy, Adaptive Optics

Table des matières

| | |
|--|----|
| Résumé | 5 |
| Abstract | 7 |
| Liste des tableaux | 13 |
| Liste des figures | 15 |
| Liste des sigles et des abréviations | 19 |
| Chapitre 1. Introduction | 21 |
| 1.1. Exoplanètes | 22 |
| 1.1.1. Définition d'une exoplanète | 22 |
| 1.1.2. Méthodes de détection des exoplanètes | 22 |
| 1.1.2.1. Vitesse radiale | 23 |
| 1.1.2.2. Transit | 24 |
| 1.1.2.3. Imagerie directe | 25 |
| 1.1.3. Connaissances actuelles sur les exoplanètes | 27 |
| 1.1.3.1. Types d'exoplanètes | 28 |
| 1.1.3.2. Taux d'occurrence des exoplanètes | 29 |
| 1.1.3.3. Formation d'exoplanètes | 30 |
| 1.1.4. Atmosphères d'exoplanètes terrestres | 32 |
| 1.1.4.1. Formation d'atmosphères terrestres | 32 |
| 1.1.4.2. Détection d'atmosphères | 32 |
| 1.1.4.3. Habitabilité et biosignatures | 34 |
| 1.2. Le ELT et ANDES | 35 |
| 1.2.1. Les télescopes géants | 37 |
| 1.2.1.1. Observatoires planifiés | 37 |
| 1.2.1.2. Instruments du ELT | 38 |
| 1.2.2. ANDES | 39 |
| 1.2.2.1. Concept et design | 40 |

| | |
|---|-----------|
| 1.2.2.2. Objectifs scientifiques | 43 |
| 1.2.3. Optique Adaptative | 43 |
| 1.2.3.1. Fonctionnement d'un système d'OA | 43 |
| 1.2.3.2. Considérations physiques | 45 |
| 1.2.4. Spectroscopie IR | 47 |
| 1.2.4.1. Principes de spectroscopie | 47 |
| 1.2.4.2. Détecter les molécules via la spectroscopie | 48 |
| 1.3. Détection atmosphérique avec ANDES | 48 |
| Chapitre 2. On the Biodetection Capability of ANDES on the Extremely Large Telescope | 51 |
| Contribution de l'étudiant | 52 |
| 2.1. Introduction | 53 |
| 2.2. ANDES Overview | 54 |
| 2.3. Adaptive Optics Simulations | 55 |
| 2.3.1. PAOLA | 55 |
| 2.3.2. Simulation Parameters | 55 |
| 2.3.2.1. Target Parameters | 55 |
| 2.3.2.2. Telescope Parameters | 56 |
| 2.3.3. Simulation Results | 57 |
| 2.3.3.1. Strehl ratio | 57 |
| 2.3.3.2. Contrast curve | 59 |
| 2.3.3.3. Lag and WFS Integration Time | 59 |
| 2.3.4. AO PSF Generation | 59 |
| 2.3.5. Integral Field Unit | 61 |
| 2.3.5.1. Spaxel spectral energy distribution | 62 |
| 2.3.5.2. Saturation | 63 |
| 2.3.6. Comparison with end-to-end simulations | 64 |
| 2.4. Exoplanet Detection Simulations | 64 |
| 2.4.1. Instrument Parameters | 65 |
| 2.4.2. Target Sample | 65 |
| 2.4.3. Contrast Distribution | 66 |
| 2.4.4. Atmosphere Models | 67 |

| | |
|--|-----------|
| 2.4.5. Stellar Subtraction | 67 |
| 2.4.5.1. Subtraction Algorithm | 68 |
| 2.4.6. Atmospheric Signal Extraction | 68 |
| 2.4.7. Analytical predictions | 71 |
| 2.5. Results | 73 |
| 2.5.1. Detection of Individual Molecules | 73 |
| 2.6. Discussion | 74 |
| 2.6.1. Comparison with Previous Results | 74 |
| 2.6.2. Best Observation Candidates | 74 |
| 2.6.3. Limitations | 75 |
| 2.6.3.1. Errors Sources in PSF Generation | 75 |
| 2.6.3.2. Lack of Diversity in Exoplanet Sample | 75 |
| 2.6.3.3. Unrealistic Exposure Time Methodology | 75 |
| 2.6.3.4. AO Performance | 76 |
| 2.7. Conclusion | 76 |
| Chapitre 3. Conclusion | 77 |
| Références bibliographiques | 81 |

Liste des tableaux

| | | |
|-----|--|----|
| 2.1 | Telescope pupil parameters | 56 |
| 2.2 | PAOLA simulations parameters | 57 |
| 2.3 | Average Strehl ratio by band..... | 57 |
| 2.4 | Instrument Parameters | 65 |
| 2.5 | Star and exoplanets parameters | 67 |
| 2.6 | Exposure times (in hours) needed to reach a SNR of 5 | 73 |

Liste des figures

| | | |
|------|---|----|
| 1.1 | Illustration de l'effet Doppler dans le contexte de la méthode par vitesses radiales. Crédit: Cardenas (2019)..... | 24 |
| 1.2 | Illustration d'un transit d'un système étoile-exoplanète, et illustration d'une courbe de lumière caractéristique d'un transit. Crédit: <i>Light Curve of a Planet Transiting Its Star</i> (2017)..... | 25 |
| 1.3 | Gauche: Observation du système binaire IW Tau sans optique adaptative. Droite: l'optique adaptative permet de clairement résoudre les deux étoiles (séparation angulaire de 0.3 arcsecondes). Crédit: Hall (2016)..... | 27 |
| 1.4 | Observation de 4 exoplanètes orbitant l'étoile HR8799. L'ADI est utilisée ici pour corriger les effets de la diffraction de l'étoile au centre du champ de vision. Crédit: Wang et al. (2017)..... | 28 |
| 1.5 | Histogramme de détections d'exoplanètes dans un échantillon de 900 systèmes de la mission Kepler. Crédit: Fulton et al. (2017)..... | 30 |
| 1.6 | La taille des télescopes double à chaque 40 ans. Crédit: McLean (2008)..... | 36 |
| 1.7 | Vues d'artistes des trois télescopes géants prévus pour la décennie 2020 (voire début de la décennie 2030). Courtoisie de: <i>TMT International Observatory, ESO, GMTO Corporation</i> | 37 |
| 1.8 | Résumé des plages d'opération des différents instruments prévus pour le ELT. Crédit: Cirasuolo et al. (2023)..... | 40 |
| 1.9 | Principe de la dispersion croisée. Les deux réseaux échelle sont orientés dans des directions différentes, afin de décomposer la lumière sans chevauchement entre les ordres. (Crédit: Boris Považay, Cardiff University)..... | 41 |
| 1.10 | Structure fonctionnelle d'ANDES. On y voit les deux différentes interfaces avec la lumière incidente du télescope, ainsi que les interfaces de fibres optiques, et les différents bras du spectroscopie. (Crédit: A. Marconi) | 42 |

| | | |
|------|---|----|
| 1.11 | Schéma de l'IFU qui découpe le champ de vision, qui réarrange toute la lumière incidente en une seule ligne pour alimenter le spectrographe. Crédit: Marconi et al. (2022)..... | 42 |
| 1.12 | Schéma optique simplifié d'un système OA. Crédit: Montilla et al. (2017)..... | 44 |
| 1.13 | Photo d'un réseau de diffraction réfléchissant de la lumière blanche. Crédit: MKS Instruments (2019)..... | 47 |
| 1.14 | Transmission de l'atmosphère terrestre dans le proche infrarouge. Les signaux les plus importants sont l'eau (orange), le CO ₂ (vert), le CH ₄ (rose) et l'O ₂ (gris). Données tirées du <i>NASA Planetary Spectrum Generator</i> (Villanueva et al., 2018). | 49 |
| 2.1 | Geometry of the primary mirror used in the AO simulations. The geometric parameters used are summarized in table 2.1. The central obscuration is defined to be the shape and size of mirror M2. | 56 |
| 2.2 | Evaluation of AO performances (Strehl ratio) as a function of target magnitude, indicated by the Strehl ratio. The Strehl in the 5 bands (<i>I,Y,J,H,K</i>) are indicated by PSFs at 0.75, 1.0, 1.2, 1.6 and 2.2 μm respectively | 58 |
| 2.3 | Strehl ratio as a function of wavelength in bands <i>IYJHK</i> | 58 |
| 2.4 | Contrast curves of the generated AO PSFs for the five bands considered. The PSFs used to represent <i>I, Y, J, H, and K</i> were calculated at 0.750, 1.0, 1.2, 1.6 and 2.2 μm respectively. The Strehl ratio can be read from the point where the curve meets the vertical axis. | 59 |
| 2.5 | Contrast curve (1.6 μm) of the PSFs for different values of the WFS integration time. All curves with an integration time lower than 1 ms are on top of each other. Only the highest integration time of 5 ms shows a notable deterioration of the performance..... | 60 |
| 2.6 | Contrast curve (1.6 μm) of the PSFs for different values of the loop lag. All curves for a lag time lower than 1 ms are on top of each other. Only the highest loop lag time of 5 ms shows a notable deterioration of the performances..... | 60 |
| 2.7 | Illustration of both (10 mas and 5 mas side-to-side) IFU sizes, with the intermediate steps to transform the POALA-generated PSF (left) in successive ways to generate the IFU PSFs..... | 61 |
| 2.8 | Effective AO contrast (C_{AO}) for all the spaxels of a long-exposure PSF realization. | 62 |

| | | |
|------|---|----|
| 2.9 | Low-frequency component of the spectral energy distribution (SED) of various IFU spaxels. Such variations are expected due to speckles in a diffraction-limited PSF. This low-frequency component must be removed as a first step in the spectral extraction algorithm (see section 2.4.5.1). | 63 |
| 2.10 | Number of photo-electrons/pixel collected on the detector for a minimal integration time of 10.5 sec at 1.2 μm . Proxima ($J = 5.41$) is assumed for the star. Each blue step of the graph represents a different annulus of spaxels while the horizontal red line corresponds to the saturation level. | 64 |
| 2.11 | Comparison between analytical simulations from PAOLA (blue) and end-to-end simulations (red). The height of the rectangles represents the variance among spaxels located at the same distance from the center, and the width corresponds to the spaxel size. The y-axis represents the PSF contrast, normalized to the PSF center. | 65 |
| 2.12 | Distribution of the possible contrast values for Proxima b. The dashed vertical lines correspond to the 16th (1.21×10^{-7}), 50th (1.72×10^{-7}), and 84th (2.9×10^{-7}) percentile ($1-\sigma$ interval). The mode of the distribution is 1.31×10^{-7} . | 66 |
| 2.13 | Comparison between the target (top) and the reference (bottom) spectrum in the H band. Both spectra are very similar since the exoplanet's spectrum is completely dwarfed by the bright spectrum of the host star which is also contaminated by telluric lines. Since the reference spectrum is obtained simultaneously with the target spectrum, both the telluric and stellar components of the target spectrum can be accurately subtracted. | 69 |
| 2.14 | (Top) Filtered ratio of the spectra shown in figure 2.13. That ratio is multiplied by the reference spectrum to correct its low-frequency component (Bottom) Difference between the target spectrum and the corrected reference spectrum. This residual signal is dominated by noise, but the exoplanet's spectrum can be extracted using either CCF or MCMC methods. | 70 |
| 2.15 | Example of a detection of an Earth-like signal in 20 hours at a local contrast of $5.7 \pm 0.7 \times 10^{-5}$ and a radial velocity of 29 ± 0.8 km/s. The detection SNR is 8.6 for C_p and 35 for dv . | 71 |
| 2.16 | Plot of 6 different simulations of detection of an Earth-like atmosphere on Proxima b. All parameters between the simulations are equal, except for the exposure time. | |

The line corresponds to the best $\text{SNR} = K\sqrt{t}$ model, and it intercepts the $\text{SNR}=5$ line at $t = 6$ hours. 72

Liste des sigles et des abréviations

| | |
|------|--|
| ELT | <i>Extremely Large Telescope</i> |
| ESO | <i>European Southern Observatory</i> |
| GMT | <i>Giant Magellan Telescope</i> |
| HCI | Imagerie Haut Contraste, de l'anglais <i>High Contrast Imaging</i> |
| HDS | Spectroscopie à Haute Dispersion, de l'anglais <i>High Dispersion Spectroscopy</i> |
| IFU | Unité de champ intégrale, de l'anglais <i>Integral Field Unit</i> |
| MCMC | Chaîne de Markov Monte Carlo, de l'anglais <i>Monte Carlo Markov Chain</i> |
| NIR | Proche infrarouge, de l'anglais <i>Near Infra-Red</i> |
| OA | Optique Adaptative |

| | |
|------|---|
| PSF | Fonction d'étalement du point, de l'anglais <i>Point Spread Function</i> |
| SCAO | Adaptive Optique à Conjugaison Simple, de l'anglais <i>Single Conjugate Adaptive Optics</i> |
| TMT | <i>Thirty Meter Telescope</i> |
| UAI | Union Astronomique Internationale |
| VLT | <i>Very Large Telescope</i> |
| WFS | Senseur de front d'ondes, de l'anglais <i>WaveFront Sensor</i> |

Chapitre 1

Introduction

1.1. Exoplanètes

1.1.1. Définition d'une exoplanète

Pour définir le terme *exoplanète*, il convient d'abord de définir le terme *planète*. La définition recommandée par l'Union Astronomique Internationale (UAI), en 2006, impose trois critères aux objets du Système Solaire pour être considéré comme des planètes (Perek, 2006):

- l'objet doit orbiter le Soleil;
- l'objet doit être assez massif pour atteindre l'équilibre hydrostatique, c'est-à-dire qu'il a une forme à peu près sphérique;
- l'objet doit avoir un impact gravitationnel suffisant sur le chemin de son orbite pour être en mesure de le dégager de tout débris.

Cette nouvelle définition exclut notamment Pluton, qui viole le troisième critère; elle est plutôt reconnue comme une planète naine. Cette exclusion a été motivée par la découverte de plusieurs autres objets comparables à Pluton dans la ceinture de Kuiper. L'UAI a donc pris la décision de classer tous ces objets comme des planètes naines, plutôt que des planètes au même titre que les 8 premières.

La définition d'une exoplanète, toujours recommandée par l'UAI, en 2003, indique qu'un objet est considéré comme une exoplanète si (Boss et al., 2005):

- l'objet orbite une étoile (autre que le Soleil) ou un reste d'étoile, incluant les corps célestes très denses comme les naines blanches, les étoiles à neutrons et les trous noirs;
- l'objet a une masse inférieure à 13 fois la masse de Jupiter, limite à laquelle il est prédit que la fusion du deutérium peut commencer à se produire au coeur d'une naine brune;
- l'objet est au moins assez massif pour être considéré comme une planète s'il était placé dans le Système Solaire (selon les deux derniers points de la définition précédente).

Les exoplanètes d'un système portent le nom de leur étoile, suivi par une lettre minuscule séquentielle (commençant à "b"), décernée selon l'ordre dans lequel les exoplanètes sont découvertes. Par exemple, l'étoile Proxima Centauri est orbitée par trois exoplanètes: Proxima b (Anglada-Escudé et al., 2016), Proxima c (Damasso et al., 2020)¹, et Proxima d (Faria et al., 2022).

1.1.2. Méthodes de détection des exoplanètes

Trois méthodes de détection (parmi de nombreuses) sont présentées pour détecter des exoplanètes; la méthode par vitesses radiales, la méthode par transit, ainsi que la méthode

¹Artigau et al. (2022) montrent toutefois que cette exoplanète n'existe probablement pas.

par imagerie directe. Les deux premières sont les deux méthodes ayant détecté le plus d'exoplanètes, alors que la dernière est extrêmement pertinente à la suite de ce travail. Les explications des méthodes présentées ici sont majoritairement adaptées de Perryman (2018).

1.1.2.1. Vitesse radiale

À défaut de pouvoir observer les exoplanètes directement, il est toutefois possible de détecter plutôt l'impact que l'exoplanète exerce sur son étoile hôte. Bien qu'on dit souvent qu'une exoplanète orbite son étoile, la mécanique classique précise plutôt que l'exoplanète et son étoile orbitent ensemble leur centre de masse, un point virtuel situé entre les deux corps. Le centre de masse est toutefois biaisé vers l'objet le plus massif du système, de sorte que même si l'étoile effectue un mouvement elliptique, l'amplitude de son orbite est beaucoup plus petite que celle de l'exoplanète. Dans les bonnes conditions, toutefois, ce mouvement est détectable.

La clef de cette détection est d'utiliser l'effet Doppler lumineux. Lorsque l'étoile (la source) bouge sur son orbite, elle s'éloigne de la Terre (l'observateur), puis s'en rapproche, puis le cycle recommence. L'effet Doppler relativiste dicte la longueur d'onde d'une onde électromagnétique perçue par un observateur (λ_{obs}) ne sera pas égale à celle émise par la source (λ_{source}); par exemple, si la source bouge à une vitesse v dirigée à un angle θ par rapport à la direction de l'observateur, cette différence est dictée par l'équation

$$\lambda_{obs} = \lambda_{source} \left(\frac{1 + \beta \cos \theta}{1 - \beta^2} \right)^{1/2} \quad (1.1.1)$$

où $\beta = \frac{v}{c}$ et c est la vitesse de la lumière. Ainsi, lorsque l'étoile s'éloigne de la Terre, la fréquence sera plus faible (décalage vers le rouge), et l'inverse lorsque l'étoile se rapproche (décalage vers le bleu).

Avec un spectrographe d'une résolution suffisante, il est possible de détecter ces faibles variations. La fréquence du signal donne la période de l'orbite de l'exoplanète, et l'amplitude du signal permet de déduire la masse de l'exoplanète à l'aide de l'équation

$$K = 28.4 \text{ m s}^{-1} \left(\frac{P}{1 \text{ année}} \right)^{-1/3} \left(\frac{M_p \sin(i)}{M_J} \right) \left(\frac{M_*}{M_{Soleil}} \right)^{-2/3} \quad (1.1.2)$$

où K est la demie-amplitude du signal (en m/s), P est la période du signal, M_p , M_J , M_* et M_{Soleil} sont les masses de l'exoplanète, de Jupiter, de l'étoile observée et du Soleil respectivement, et i dénote l'inclinaison orbitale du système observé. À l'aide de la méthode par vitesses radiales seule, il est impossible de découpler la masse de l'exoplanète M_p et son inclinaison orbitale i .

Les premières détections d'exoplanètes par cette méthode ont été faites par Mayor and Queloz (1995). Ainsi, cette méthode de détection d'exoplanètes s'est imposée comme des plus

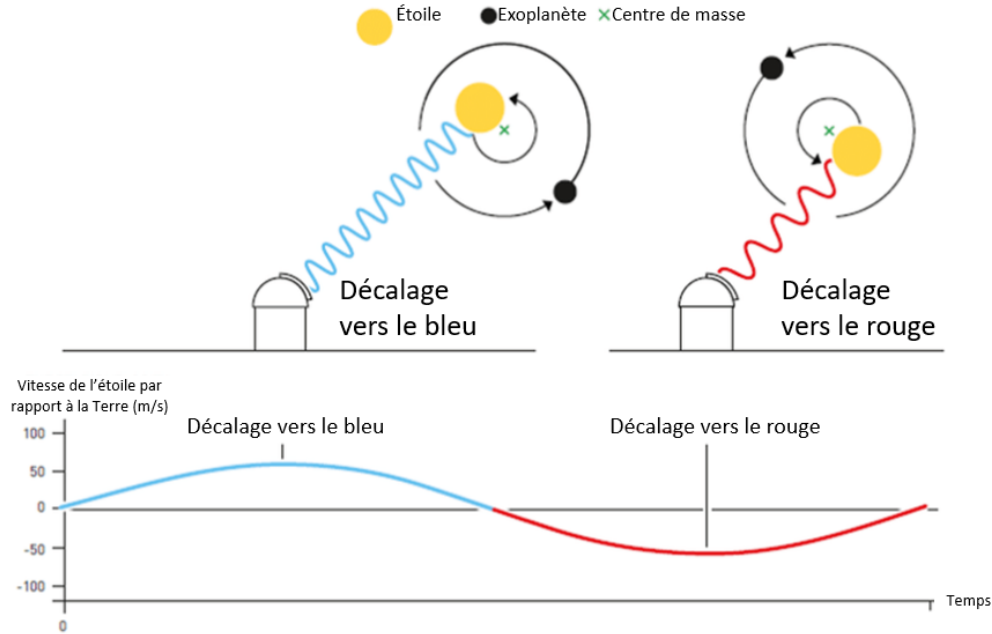


Fig. 1.1. Illustration de l'effet Doppler dans le contexte de la méthode par vitesses radiales. Crédit: Cardenas (2019).

importantes depuis le tout début de l'étude de celles-ci avant la mission Kepler spécialisée pour détecter des planètes qui transitent devant leur étoile.

1.1.2.2. Transit

La méthode par transit consiste à observer la diminution de luminosité d'une étoile lorsqu'une exoplanète qui l'orbite passe devant celle-ci. Une exoplanète qui passe entre son étoile et la Terre vient en effet bloquer une partie de la lumière émise par l'étoile qui pourrait atteindre la Terre. Un tel évènement est appelé un transit. Si F représente le flux de l'étoile avant un transit, $F_{transit}$ représente le flux de l'étoile pendant le transit, alors la profondeur relative de transit ΔF est donnée par

$$\Delta F = \frac{F - F_{transit}}{F} = \left(\frac{R_p}{R_*}\right)^2 \quad (1.1.3)$$

où R_p est le rayon de l'exoplanète (supposée sans atmosphère) et R_* est le rayon de l'étoile. Puisque les rayons des étoiles sont assez bien connus grâce à l'astrophysique stellaire, cette méthode s'avère comme un très bon outil pour mesurer les rayons des exoplanètes. Ainsi, comme les vitesses radiales peuvent contraindre la masse d'une exoplanète et la méthode des transits peut contraindre son rayon, la combinaison des deux sur une même cible permet de contraindre la densité de celle-ci. Une illustration d'un système qui transite est présentée à la figure 1.2.

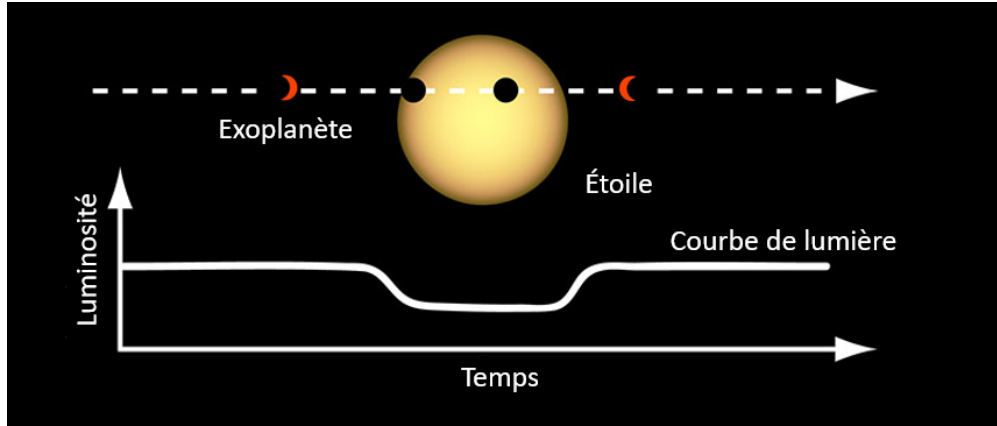


Fig. 1.2. Illustration d'un transit d'un système étoile-exoplanète, et illustration d'une courbe de lumière caractéristique d'un transit. Crédit: *Light Curve of a Planet Transiting Its Star* (2017).

La limitation principale de la méthode par transit est que ce ne sont pas tous les systèmes qui peuvent être observés avec cette méthode; il est nécessaire que le plan orbital des exoplanètes soit aligné entre la Terre et l'étoile. La probabilité d'observer un transit, qui peut être calculée à l'aide de considérations géométriques, est de (Stevens and Gaudi, 2013)

$$P[\text{transit}] = \frac{R_*}{a} \quad (1.1.4)$$

où a est la distance moyenne entre l'exoplanète et son étoile. Le rapport de ces distances est de l'ordre de moins d'un pourcent, ce qui signifie qu'une très faible proportion des systèmes planétaires sont observables grâce à la méthode par transit. Conséquemment, les systèmes observables par transit sont en moyenne plus éloignés.

1.1.2.3. Imagerie directe

L'imagerie directe consiste à détecter directement la lumière émise de l'exoplanète. Cependant, cela est seulement possible si l'exoplanète elle-même est assez lumineuse et/ou assez éloignée de son étoile, de sorte à être capable de la résoudre avec l'instrument d'observation utilisé. En effet, puisque l'étoile est toujours beaucoup plus brillante que son ou ses exoplanètes, le signal de ces dernières se retrouve noyé par le bruit stellaire.

La lumière détectée des exoplanètes peut provenir directement de l'émission thermique de celle-ci, ou bien la lumière peut provenir de l'étoile et être réfléchi par l'exoplanète. Dans le premier cas, l'exoplanète agit comme un corps noir; il faut donc que l'exoplanète soit assez chaude pour émettre une quantité détectable de lumière, particulièrement dans le domaine infrarouge. La première observation d'exoplanète à l'aide de l'imagerie directe, qui mesurait cette émission thermique, a été effectuée par Marois et al. (2008). Depuis,

cependant, seulement quelques douzaines d'exoplanètes ont été découvertes grâce à l'imagerie directe.

Dans le deuxième cas, la lumière émise par l'exoplanète est la réflexion de la lumière de l'étoile qu'elle intercepte. Dans ce cas, le contraste cr entre l'exoplanète et son étoile est donné par l'équation

$$cr = \frac{F_{planete}}{F_*} = A_b \left(\frac{R_p}{a} \right)^2 P(\alpha) \quad (1.1.5)$$

où $F_{planete}$ et F_{ast} sont respectivement les flux de l'exoplanète et de l'étoile, A_b , R_p et a sont respectivement l'albédo de Bond, le rayon, et le demi grand axe de l'orbite de l'exoplanète, et $P(\alpha)$ correspond à la fonction de phase de l'exoplanète, fonction de l'angle de phase α .

Ce contraste, cependant, est généralement très faible. Il est de l'ordre de 10^{-9} pour Jupiter autour du Soleil, et de l'ordre de 10^{-10} pour la Terre autour du Soleil. Sans instruments dédiés, il est impossible de détecter une exoplanète qui émet un signal si faible par rapport à son étoile.

Les instruments dédiés utilisent traditionnellement deux méthodes pour améliorer leurs chances d'observer des exoplanètes par imagerie directe; la combinaison d'optique active et adaptative (Perryman, 2018), ou bien la coronographie (Ferrari, Soummer, and Aime, 2007).

L'optique active et l'optique adaptative agissent de façon similaire, mais corrigent des problèmes différents. Les deux méthodes consistent à corriger en temps réel les déformations du front d'onde de l'image incidente sur le détecteur. Ces corrections sont faites directement dans le chemin optique, en changeant en temps réel la forme des miroirs qui constituent le télescope. Cela peut être fait en modifiant tranquillement la position relative des différents segments des miroirs segmentés (dans le cas de l'optique active) ou bien en introduisant dans le système un ou des miroirs déformables à haute fréquence (dans le cas de l'optique adaptative).

L'optique active est en mesure de corriger les effets à plus basse fréquence, causés par exemple par l'effet du vent ou de la flexion sur la structure du miroir. Ces effets peuvent typiquement désaligner les miroirs sur une échelle de temps de quelques minutes.

L'optique adaptative peut corriger des effets à beaucoup plus grande fréquence, comme les variations d'indice de réfraction dans l'atmosphère terrestre dues à la turbulence atmosphérique, soit le vent et les changements de température et de pression. Ces effets viennent flouer l'image, et leur correction nécessite des déformations d'un miroir dans un temps de l'ordre des millisecondes. La figure 1.3 montre l'impact d'appliquer l'optique adaptative sur une image d'une étoile binaire.

La coronographie, quant à elle, consiste à utiliser un masque pour camoufler la lumière provenant du centre du champ de vision. Cela bloque la lumière de l'étoile observée, tout en conservant la lumière de l'exoplanète qui n'est pas exactement au milieu de l'image. Cela est

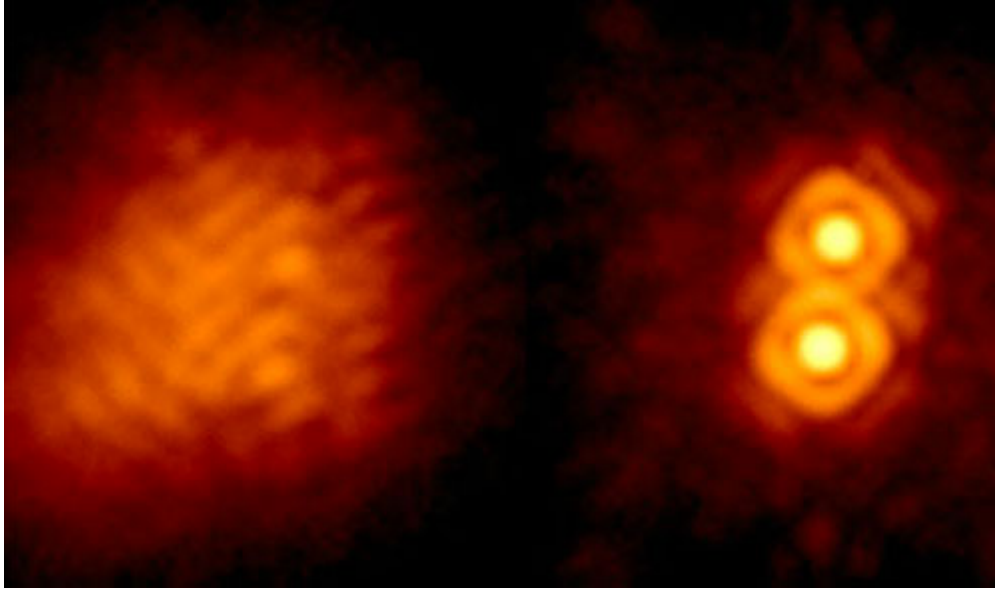


Fig. 1.3. Gauche: Observation du système binaire IW Tau sans optique adaptative. Droite: l'optique adaptative permet de clairement résoudre les deux étoiles (séparation angulaire de 0.3 arcsecondes). Crédit: Hall (2016).

accompli en utilisant un coronographe, c'est à dire un masque opaque ou apodisé placé au plan pupille de l'instrument pour bloquer complètement ou partiellement la lumière d'une partie de la pupille.

L'extinction de la lumière de l'étoile hôte peut aussi se faire à l'aide de la technique d'Imagerie Angulaire Différentielle (ADI). Cette technique consiste à interrompre le rotateur d'instrument, un sous-système typique des télescopes de la classe des 8 mètres, tous comprenant une monture altitude-azimuth. Sans le rotateur d'instrument, le champ de vue tourne. En arrêtant le rotateur d'instrument, l'image de l'étoile, caractérisée par des milliers de tavelures (*speckles* en anglais) dues aux aberrations optiques, devient beaucoup plus stable. Le compagnon, lui, tourne durant une séquence d'observations. La combinaison judicieuse de diverses paires d'images de la séquence permet de diminuer le bruit de tavelures considérablement, typiquement d'un facteur 50-100, améliorant ainsi la détection de compagnons faibles. La figure 1.4 montre 4 exoplanètes qui orbitent l'étoile HR8799, une détection rendue possible grâce à l'ADI.

1.1.3. Connaissances actuelles sur les exoplanètes

Les deux premières exoplanètes ont été détectées en 1992, en mesurant les variations dans la période du signal perçu du pulsar PSR 1257+12 (Wolszczan and Frail, 1992); la première détection autour d'une étoile de la séquence principale a été faite à l'aide de la méthode des vitesses radiales (Mayor and Queloz, 1995). Depuis ces premières détections, les méthodes ont grandement évolué, et on compte aujourd'hui, en 2023, 5322 exoplanètes

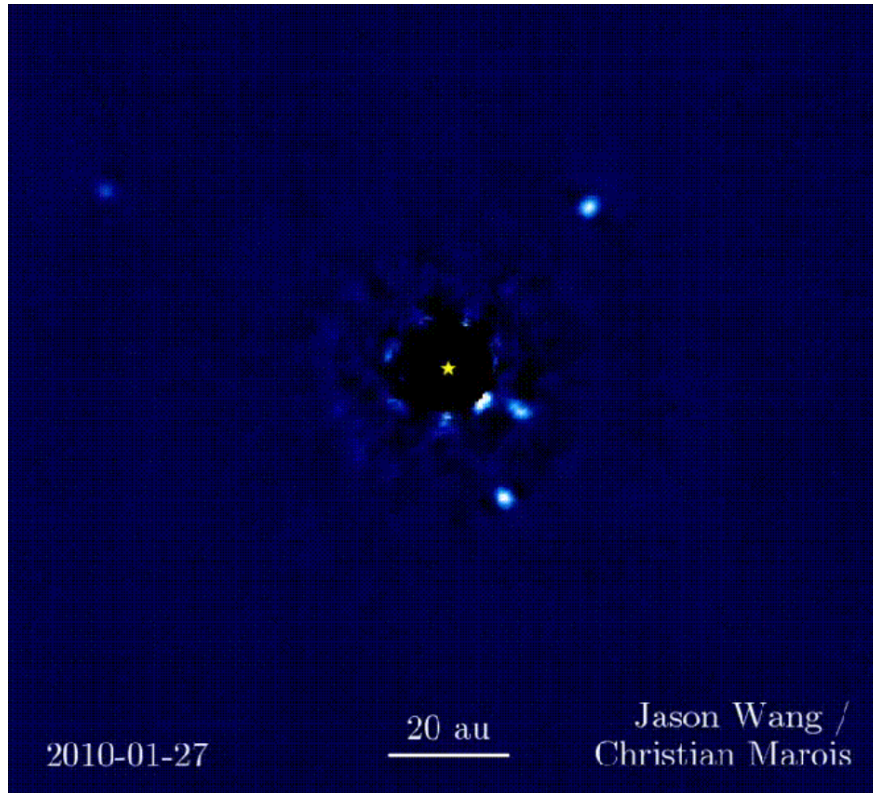


Fig. 1.4. Observation de 4 exoplanètes orbitant l'étoile HR8799. L'ADI est utilisée ici pour corriger les effets de la diffraction de l'étoile au centre du champ de vision. Crédit: Wang et al. (2017).

confirmées. Parmi ces exoplanètes, 3982 ont été découvertes grâce à la méthode du transit, 1032 par la méthode des vitesses radiales, 64 par la méthode de l'imagerie directe, et le reste par d'autres méthodes.

Tout n'est pas connu sur ces exoplanètes, cependant; 4015 (75 %) ont une mesure de leur rayon, et encore moins (1457, ou 27 %) ont une mesure de leur masse. Ces statistiques, ainsi que toutes celles des sections suivantes (sauf indication) sont tirées de l'archive d'exoplanètes de la NASA (*NASA Exoplanet Archive* 2023), en date de mai 2023.

1.1.3.1. Types d'exoplanètes

Il existe plusieurs façons de classifier les exoplanètes selon leurs différentes caractéristiques physiques; elles peuvent être classifiées selon leur rayon, leur masse, ou bien leur composition.

La classification selon les rayons permet de comparer les exoplanètes que l'on observe aux planètes du Système Solaire. Malgré que les limites qui séparent ces types d'exoplanètes soient arbitraires, une classification est utile pour identifier *grosso modo* la taille des exoplanètes dont on discute. Même si cette comparaison pourrait être faite à l'aide des masses des exoplanètes, les rayons sont particulièrement utiles puisqu'ils sont généralement connus

avec plus de précision que les masses; les masses des petites planètes ont parfois jusqu'à 30% d'incertitude relative. Les principaux types d'exoplanètes sont:

- Planète terrestre (rayon $< 1.25 R_{\oplus}$);
- Super-Terre ($1.25 R_{\oplus} < \text{rayon} < 2 R_{\oplus}$);
- Mini-Neptune ($2 R_{\oplus} < \text{rayon} < 6 R_{\oplus}$);
- Planète neptunienne ($6 R_{\oplus} < \text{rayon} < 15 R_{\oplus}$);
- Planète jovienne (rayon $> 15 R_{\oplus}$)

À la classification par le rayon, on peut ajouter une classification par masse. La classification par masse est également utile puisqu'elle permet de donner également une idée de la composition de l'exoplanète si le rayon aussi est connu.

- Masse terrestre (Masse $< 3 M_{\oplus}$);
- Masse super-terrestre ($3 M_{\oplus} < \text{Masse} < 10 M_{\oplus}$);
- Masse neptunienne ($10 M_{\oplus} < \text{Masse} < 30 M_{\oplus}$);
- Masse super-neptunienne ($30 M_{\oplus} < \text{Masse} < 100 M_{\oplus}$);
- Masse sous-jovienne ($100 M_{\oplus} < \text{Masse} < 300 M_{\oplus}$);
- Masse jovienne (ou super-jovienne) (Masse $> 300 M_{\oplus}$);

1.1.3.2. Taux d'occurrence des exoplanètes

Selon Cassan et al. (2012), la présence d'au moins une exoplanète autour des étoiles est la règle plutôt que l'exception. En effet, chaque étoile aurait en moyenne environ 1.6 planètes dans un intervalle de séparation angulaire allant de 0.5 à 10 UA. De plus, autour des étoiles de type naine M, Dressing and Charbonneau (2015) ont calculé un taux d'occurrence de $0.16_{-0.07}^{+0.17}$ planètes terrestre et de $0.12_{-0.05}^{+0.1}$ super-terres dans la zone habitable, suggérant que la présence d'exoplanètes dans la zone habitable n'est pas un phénomène particulièrement rare.

Ces exoplanètes ne sont toutefois pas réparties également dans tous les types discutés dans la section précédente. Si l'on suit la classification par le rayon, on trouve les proportions suivantes:

- 9.4 % de planètes terrestres;
- 19.3 % de super-Terres;
- 32.3 % de mini-Neptunes;
- 10.9 % de planètes neptuniennes;
- 3.6 % de planètes joviennes.

Un constat important se dégage de ces proportions; les planètes les plus nombreuses dans la galaxie, les super-Terres et les sous-Neptunes, ne sont pas représentées dans notre Système Solaire.

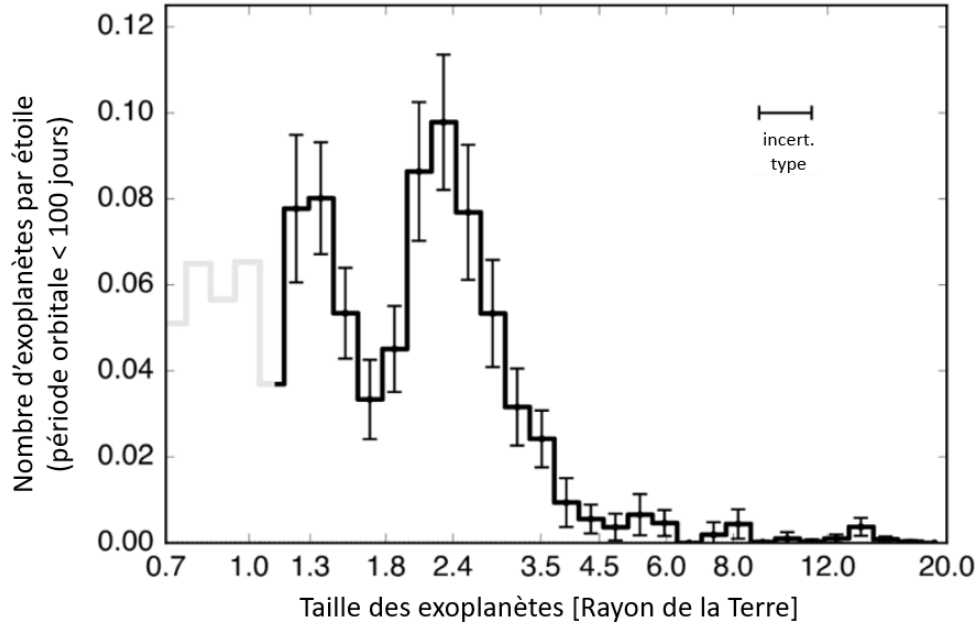


Fig. 1.5. Histogramme de détections d'exoplanètes dans un échantillon de 900 systèmes de la mission Kepler. Crédit: Fulton et al. (2017).

Une autre particularité des populations d'exoplanètes est révélée lorsque un histogramme plus précis de leur abondance en fonction de leur rayon est dessiné, comme présenté à la figure 1.5. En effet, bien que l'on observe le plus d'exoplanètes dans les catégories des super-Terres et des mini-Neptunes, un creux est observé entre les deux. Ce manque d'exoplanètes est appelé l'écart de Fulton (*Fulton gap*, Fulton et al., 2017).

1.1.3.3. Formation d'exoplanètes

Selon les modèles actuels de formation d'exoplanètes, celles-ci sont formées au même moment que leur étoile hôte, à partir du même matériel source. Ainsi, pour bien comprendre comment les exoplanètes se forment, il faut commencer par comprendre comment les étoiles se forment. Cette théorie de formation est tirée de Perryman (2018), Shu, Adams, and Lizano (1987) et McKee and Ostriker (2007).

Le tout commence par un nuage moléculaire, c'est-à-dire une grande structure constituée majoritairement de gaz moléculaire, avec des traces d'autres éléments, molécules, et grains de poussières qui peuvent être aussi petits qu'un micron. Les caractéristiques telles que la taille, densité, et composition de ces nuages peuvent varier énormément entre eux. Ils sont toutefois composés en grande majorité de dihydrogène (H_2), avec de l'hydrogène atomique, de l'hélium, et une petite quantité d'une panoplie d'autres molécules (CO , CO_2 , CH_4 , H_2O , et plusieurs autres). Au total, plus de 150 éléments et molécules ont été détectés à ce jour dans des nuages moléculaires.

Pour créer une étoile à partir d'un nuage moléculaire, il faut une perturbation pour y introduire de l'instabilité gravitationnelle. Cette perturbation peut provenir d'une onde de choc ou d'une étoile massive passant près du nuage. Le critère d'instabilité de Jeans donne une limite inférieure λ_J à la taille d'une instabilité pour qu'elle cause un effondrement gravitationnel du système. Cette limite est donnée par

$$\lambda_J = \left(\frac{\pi c_s^2}{G\rho} \right)^{1/2} \quad (1.1.6)$$

où $c_s = kT/\mu$ est la vitesse du son, T est la température, μ est le poids moléculaire moyen, et ρ est la densité moyenne du nuage. Lorsque la taille de l'instabilité dépasse la limite de Jeans, la gravité domine sur la pression thermique interne du nuage qui ne peut plus résister la contraction. La densité peut augmenter de 15 ordres de grandeur dans ces conditions, jusqu'à ce que l'étoile accrète assez de matière pour augmenter suffisamment la température de sorte à initier des réactions de fusion nucléaire en son coeur.

Le reste de la matière dans le nuage s'effondre en un disque plat orbitant l'étoile maintenant allumée, afin de conserver son moment cinétique. On appelle ce disque un disque d'accrétion ou un disque proto-planétaire. Les exoplanètes seront formées à partir des débris restants dans ce disque.

À cause de collisions ou autres instabilités gravitationnelles dans le disque protoplanétaire, les débris peuvent s'accréter jusqu'à atteindre des tailles allant jusqu'à quelques kilomètres de diamètre. On appelle ces objets des *planétésimaux*. Ces planétésimaux peuvent s'accumuler ensemble pour former des planètes terrestres.

Deux phénomènes peuvent de surcroît permettre une assez grande accumulation de matière pour former des planètes géantes (masse $> 0.1 M_J$); l'accrétion ou bien la formation à partir d'instabilité gravitationnelle. L'accrétion de coeur consiste à un noyau super-terrestre, formé par accrétion, qui continuerait d'accréter des particules de gaz, ou de petits planétésimaux qui se détruiraient à l'approche de la planète, contribuant ainsi à l'atmosphère. Ce processus nécessite cependant une grande quantité de matière restante dans le disque proto-planétaire, ce qui est beaucoup plus facile à obtenir lorsque la formation de la planète se fait plus loin de l'étoile hôte. La formation à partir d'une instabilité gravitationnelle pourrait se produire si le disque était assez instable pour que celui-ci se fragmente en plus petites régions, qui serait gravitationnellement indépendantes les unes des autres. L'accrétion dans ces régions pourrait ainsi mener à la formation de planètes géantes.

1.1.4. Atmosphères d'exoplanètes terrestres

1.1.4.1. Formation d'atmosphères terrestres

Trois sources de gaz différentes peuvent expliquer la présence d'atmosphères sur des exoplanètes terrestres: la capture de gaz nébulaire, le dégazement à travers l'accrétion et le dégazement à travers l'activité tectonique.

La capture de gaz nébulaire consiste en fait à la dernière étape de la formation d'exoplanète discutée dans la section précédente. Quoiqu'il soit incertain que ce mécanisme à lui seul permette à des exoplanètes terrestres d'accumuler assez de gaz pour former une atmosphère assez dense, ce mécanisme a largement contribué à former les atmosphères des planètes terrestres de notre Système Solaire (Cameron, 1983; Hayashi, Nakazawa, and Mizuno, 1979; Pollack and Black, 1982).

Le dégazement à travers l'accrétion se produit lorsque le planétésimal est bombardé de comètes et météorites. Pendant la collision, les comètes incidentes sont détruites, ainsi qu'une partie du matériel présent sur le planétésimal. Du gaz est donc relâché pendant ces événements. Ce processus a aussi le mérite de permettre partiellement d'expliquer la présence d'eau et d'autres molécules organiques sur la Terre (Abe and Matsui, 1985, 1986; Chyba et al., 1990), ce qui pourrait également s'appliquer à des exoplanètes. En effet, les modèles de formation concluent que les exoplanètes terrestres se forment trop proche de leur étoile pour que l'eau puisse se condenser en grande quantité lors de l'accrétion. L'eau pourrait cependant être apportée par des comètes qui se formeraient plus loin de l'étoile, et qui migreraient plus proche du centre, entrant en collision avec l'exoplanète durant ce processus.

Le dernier processus considéré, le dégazement lors de l'activité tectonique, correspond à l'exoplanète elle-même qui dégage du gaz dans son atmosphère au cours de son évolution. L'activité tectonique, alimentée par des sources de chaleur internes comme la radioactivité, peut causer un volcanisme actif sur l'exoplanète. Ce volcanisme peut rejeter une grande quantité de gaz dans l'atmosphère au cours de la vie de l'exoplanète (Kite, Manga, and Gaidos, 2009; Papuc and Davies, 2008).

1.1.4.2. Détection d'atmosphères

Bien qu'il soit impossible d'étudier directement un échantillon d'atmosphère d'exoplanète, il est néanmoins possible de l'étudier indirectement, à distance. Cela est possible, car une atmosphère, ou plus spécifiquement les molécules chimiques qui la composent, laissent une signature sur la lumière qui la traverse. Cette signature est apposée sur la lumière de l'étoile hôte de l'exoplanète, lorsque cette lumière traverse l'atmosphère, ce qui se produit dans deux situations distinctes:

- l'exoplanète est en transit (spectroscopie de transmission), ou bien
- la lumière de l'étoile est réfléchiée par l'exoplanète (spectroscopie de réflexion).

Comme il a été mentionné dans la section 1.1.2.2 sur les transits, la limitation principale de ceux-ci est que seulement une faible fraction des exoplanètes est observable par cette méthode. De plus, cette méthode va obligatoirement voir son signal détérioré par la contamination stellaire de l'étoile hôte, puisque les deux objets ne sont pas résolus individuellement dans le champ de vision.

Deux méthodes permettent en principe d'observer des exoplanètes sans être soumis à ces limitations. Ces deux méthodes, plutôt qu'utiliser la spectroscopie de transit, font appel à la spectroscopie de réflexion. Cette dernière consiste à mesurer la portion de lumière de l'étoile hôte réfléchiée par l'exoplanète, tel que présenté à la section 1.1.2.3. Cela a l'avantage de permettre une mesure simultanée du spectre de l'étoile hôte, ce qui permet une correction complète du spectre stellaire. De plus, puisqu'une portion de la lumière de l'étoile est réfléchiée vers la Terre en tout point dans l'orbite d'une exoplanète, la spectroscopie de réflexion n'est pas soumise à des limitations en lien avec la forme de l'orbite de l'exoplanète.

Ces deux méthodes consistent en, premièrement, l'imagerie directe combinée à la spectroscopie à basse dispersion, et deuxièmement, à l'HCI (Imagerie Haut Contraste, de l'anglais *High Contrast Imaging* combinée à l'HDS (Spectroscopie à Haute Dispersion, de l'anglais *High Disperion Spectroscopy*).

Dans cette première, l'imagerie directe permet dès le départ de s'affranchir de toute la lumière de l'étoile hôte, ce qui permet d'étudier le spectre de l'exoplanète isolée. Cette méthode fonctionnerait particulièrement bien sur les systèmes qui présentent une grande séparation angulaire entre l'exoplanète et son étoile, ce qui correspond à un grand axe semi-majeur ou bien un système qui se trouve dans le voisinage du Soleil. Dans tous les cas, une prochaine mission spatiale sera nécessaire pour mettre à l'oeuvre cette méthode, une mission qui n'est pas attendue d'ici encore plusieurs décennies.

La deuxième méthode pourra être appliquée depuis la surface de la Terre à l'aide de la prochaine génération de télescopes géants. Cette méthode utilise l'HCI qui, contrairement à l'imagerie directe, ne résout pas parfaitement une exoplanète de son étoile hôte; elle permet néanmoins de réduire la quantité de lumière stellaire d'un facteur 100 à 1000 dans le signal de l'exoplanète qui nous intéresse. Cette amélioration, combinée à l'HDS, qui est capable (sans HCI) de détecter des signaux d'exoplanètes jusqu'à des contrastes de 10^{-4} à 10^{-5} , sera donc suffisante pour recouvrer des contrastes de 10^{-7} (Snellen et al., 2015). Ce contraste correspond notamment à celui de l'exoplanète Proxima Centauri b, qui est une exoplanète terrestre dans la zone habitable de son étoile.

La détection et la caractérisation d'atmosphères d'exoplanètes est un domaine très fertile de recherche en astrophysique. La première détection d'atmosphère a été effectuée par

Charbonneau et al. (2002), et depuis, les méthodes ont évolué pour mener à plusieurs découvertes révolutionnaires; notamment la découverte de vapeur d'eau dans une atmosphère de mini-Neptune tempérée (Benneke et al., 2019), et tout récemment la détection de candidats pour des mondes potentiellement océaniques (Cadieux et al., 2022; Piaulet et al., 2022).

1.1.4.3. Habitabilité et biosignatures

L'un des buts importants de la recherche d'exoplanètes est de répondre à la grande question philosophique "Sommes-nous seuls dans l'Univers?". Pour répondre à cette question, cependant, il faut commencer par savoir où chercher, mais aussi comment chercher. Autrement dit, par quels moyens serions-nous capables de détecter la vie sur une exoplanète lointaine, si elle s'y trouve?

Le nouveau domaine de l'astrobiologie tente de s'attaquer à cette question, parmi d'autres. Les trois grandes questions auxquelles la NASA et l'ESA veulent s'attaquer en lien avec l'astrobiologie sont (Perryman, 2018):

- Y a-t-il de la vie ailleurs dans l'Univers?
- Comment la vie commence et évolue-t-elle?
- Quel est le futur de l'Humanité dans l'Univers?

La première piste que l'on possède pour trouver la vie consiste à se baser sur notre expérience sur Terre, et ce qui a rendu possible la vie sur notre planète. Un des facteurs extrêmement importants pour notre évolution est l'existence de l'eau liquide. Sous l'hypothèse que l'eau sous forme liquide est nécessaire au développement de la vie, on peut donc définir ce qu'on appelle la zone habitable. La zone habitable autour d'une étoile est l'intervalle de distance par rapport à l'étoile où une exoplanète peut se trouver pour que l'eau liquide puisse exister à sa surface. Si l'étoile est trop proche de son étoile, la température y sera trop élevée et l'eau ne pourra jamais s'y condenser. À l'inverse, si l'exoplanète est trop loin, la température sera trop froide et l'eau devra rester sous forme de glace. La taille de la zone habitable dépend de la quantité de lumière émise par l'étoile. Les étoiles plus massives et lumineuses ont des zones habitables plus éloignées que les étoiles plus petites.

Cette définition de la zone habitable est limitée, cependant; elle ne prend en compte que l'eau liquide, et pas les multitudes d'autres conditions nécessaires à l'apparition et l'évolution de la vie. Il s'agit tout de même d'un point de départ intéressant, qui nous permet de d'identifier de façon préliminaire les exoplanètes suspectes d'abriter la vie. Parmi ces candidates, cependant, comment aller plus loin et tenter de détecter la vie?

La détection de la vie ailleurs dans l'Univers passe aujourd'hui par la détection de biosignatures (ou biomarqueurs), c'est-à-dire des molécules chimiques qui trahissent la présence de vie (Kasting, 1996; Leger et al., 1998). La biosignature la plus recherchée est le dioxygène O_2 , toujours élué dans les recherches. Le dioxygène est un produit de la photosynthèse et un

constituant important de l'atmosphère; plus de 20 % de notre atmosphère en est constituée. Cette quantité de dioxygène (et la couche d'ozone) ne seraient pas apparues sur la Terre avant l'émergence de la photosynthèse, quelques 2 milliards d'année après que la Terre ait été formée. Cette molécule à elle seule n'est cependant pas suffisante pour révéler à coup sûr la présence de vie, cependant, puisqu'elle pourrait aussi provenir de phénomènes abiotiques tels que des bombardements planétaires de météorites qui pourraient en contenir, ou la photodissociation d'une atmosphère riche en eau, où l'hydrogène peut s'échapper, laissant une atmosphère riche en dioxygène abiotique.

La clef n'est donc pas de trouver une seule molécule qui trahisse la présence de la vie, mais un cocktail de molécules en déséquilibre thermodynamique qui ne pourrait être maintenu que par la présence d'activité biologique (Krissansen-Totton, Olson, and Catling, 2018). La présence simultanée de dioxygène et de méthane (CH_4) serait une combinaison très prometteuse (Thompson et al., 2022), puisque ces deux molécules sont très réactives entre elles. Laisseries à elles seules, elles vont réagir et se décomposer en dioxyde de carbone (CO_2) et en eau (H_2O), et ce jusqu'à ce qu'une des deux molécules soit épuisée. La durée de vie moyenne d'une molécule de CH_4 dans l'atmosphère terrestre est très courte sur une échelle astronomique; elle est d'environ 9 à 12 ans (Prinn et al., 2001; Simoncini, Virgo, and Kleidon, 2013), après quoi il est probable qu'elle ait réagit avec le dioxygène, qui existe en beaucoup plus grande concentration. La présence soutenue et stable de ces deux molécules simultanément trahit donc qu'il y a un ou plusieurs processus qui en introduisent dans l'atmosphère, pour y maintenir ce déséquilibre. Sur la Terre, la photosynthèse est un processus qui maintient le dioxygène, et la décomposition anaérobique de matière organique maintient la concentration de méthane; ce sont deux processus qui nécessitent la présence de la vie!

1.2. Le ELT et ANDES

Depuis l'invention du télescope en 1608 par le fabricant de lentilles néerlandais Hans Lippershey, la technologie derrière celui-ci a grandement évolué. Les designs des télescopes ont changé de nombreuses fois, passant du design de Newton au design Cassegrain et tous les autres qui permettent de corriger certaines aberrations optiques. Des méthodes comme l'optique adaptative et la spectroscopie ont permis de clarifier les images captées et d'extraire de l'information chimique des cibles célestes.

À travers tout ce temps, cependant, une caractéristique des télescopes de pointe s'est toujours améliorée de façon prévisible; la taille. La surface de l'ouverture (la taille des lentilles pour les plus petits télescopes, et puis la taille du miroir principal pour les plus gros observatoires) augmente de façon exponentielle depuis le XVIIe siècle (voir figure 1.6).

La raison principale pour laquelle la taille doit augmenter est que la taille est directement reliée au nombre de photons recueillis par l'instrument. Le nombre de photons collectés par

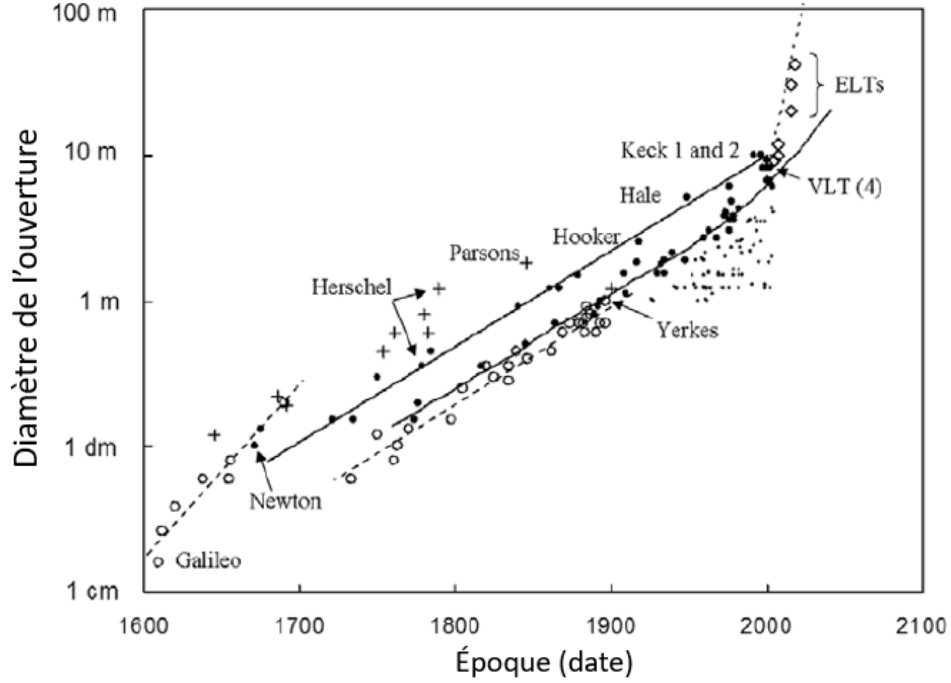


Fig. 1.6. La taille des télescopes double à chaque 40 ans. Crédit: McLean (2008).

unité de temps par un instrument est (McLean, 2008)

$$S = F_\lambda \times \Delta\lambda \times A \times \tau\eta \quad (1.2.1)$$

où F_λ est la densité d'énergie par longueur d'onde émise par la cible (considérée à la longueur d'onde d'observation λ), $\Delta\lambda$ est la largeur de la bande d'observation spectrale, et A est l'aire de l'ouverture de l'instrument. Les facteurs τ et η sont la transmission et l'efficacité quantique de l'instrument respectivement, soient des facteurs qui tiennent compte des imperfections dans celui-ci.

La seconde raison pour cette amélioration constante est que la résolution de l'instrument augmente directement avec le diamètre de l'ouverture. Le critère de Rayleigh

$$\theta = 1.22 \frac{\lambda}{D} \quad (1.2.2)$$

où θ est la résolution angulaire minimale atteignable, λ est la longueur d'onde d'observation, et D est le diamètre de l'ouverture. Ce critère indique que plus le diamètre D est grand, alors plus la résolution angulaire atteignable est petite.

La génération courante de très grands télescopes inclut plusieurs observatoires construits à la fin du XXe et au début du XXIe siècle. Ceux-ci incluent les télescopes américains Keck (1993 et 1996, 2 télescopes de 10 mètres de diamètres), le VLT (*Very Large Telescope*) européen (1998-2000, 4 télescopes de 8 mètres de diamètres), les deux télescopes Gemini

(2000, 8 mètres de diamètre) un pour chaque hémisphère, et les télescopes Magellan (2000 et 2002, 2 télescopes de 6.4 mètres de diamètres), parmi d'autres.

1.2.1. Les télescopes géants

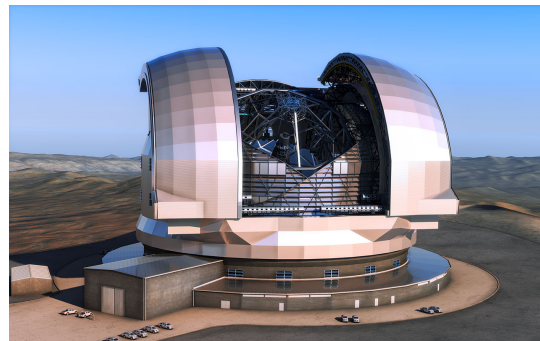
La nouvelle génération de télescopes géants aura des miroirs principaux de diamètre entre 20 et 40 mètres. Ces observatoires sont tous présentement en construction, avec des dates d'entrée en fonction prévues à la fin des années 2020 voire au début des années 2030.

1.2.1.1. Observatoires planifiés

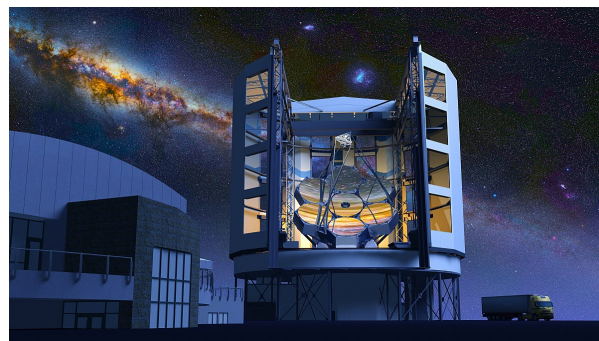
Trois télescopes symbolisent la nouvelle génération de télescopes géants; le TMT (*Thirty Meter Telescope*), le ELT (*Extremely Large Telescope*), et le GMT (*Giant Magellan Telescope*).



(a) TMT



(b) ELT



(c) GMT

Fig. 1.7. Vues d'artistes des trois télescopes géants prévus pour la décennie 2020 (voire début de la décennie 2030). Courtoisie de: *TMT International Observatory, ESO, GMTO Corporation*

Le TMT est un télescope américain (avec des contributions internationales notamment du Canada, de la Chine, du Japon, et de l'Inde) prévu nominalement pour le site Mauna Kea à Hawaii. Le télescope principal de 30 mètres de diamètre sera constitué de 492 segments hexagonaux de 1.4 mètres de diamètre (côté à côté). La construction du télescope

a commencé en 2014, mais a dû arrêter en 2015 en raison de protestations de la part des communautés autochtones d’Hawaii.

Le E-ELT sera le plus gros des trois télescopes, avec un miroir principal de 39 mètres de diamètre, constitué de 798 segments hexagonaux de 1.4 mètres. Le télescope est en cours de construction au site Cerro Armazones, au Chili, à proximité d’un autre télescope appartenant au ESO (de l’anglais *European Southern Observatory*), le VLT. Son entrée en fonction est prévue pour 2028.

Le GMT est unique parmi les trois à cause de l’architecture de son miroir principal; plutôt que posséder des centaines de segments plus petits, le miroir principal du GMT sera constitué de 7 miroirs circulaires de diamètre de 8.4 mètres, pour donner une ouverture équivalente à un miroir circulaire de 22 mètres de diamètre. Il est présentement également en construction au Chili, sur le site l’observatoire Las Campanas, où se situent également les télescopes Magellan. Son entrée en fonction est prévue pour 2028.

1.2.1.2. Instruments du ELT

Parmi ces trois observatoires, le ELT est le point focal de ce travail. Six instruments sont présentement prévus pour cet observatoire; 4 sont de première génération, c’est-à-dire qu’ils entreront en fonction en même temps que le télescope, alors que les deux derniers ne seront prêts que quelques années plus tard. Les six instruments prévus sont (Cirasuolo et al., 2023)

- HARMONI (*High Angular Resolution Monolithic Optical and Near-infrared Integral field spectrograph*);
- MICADO (*Multi-AO Imaging Camera for Deep Observations*);
- MORFEO (*Multiconjugate adaptive Optics Relay For ELT Observations*);
- METIS (*Mid-infrared ELT Imager and Spectrograph*);
- ANDES (*ArmazoNes high Dispersion Echelle Spectrograph*);
- MOSAIC (*Multi-Object Spectrograph*).

HARMONI sera un spectrographe polyvalent et versatile. La résolution spectrale ($R = 3\,500, 7\,500$ ou $18\,000$) et le champ de vision (variant entre 0.5 asec^2 et 55.8 asec^2) de l’instrument pourront être changés pour les observateurs, leur permettant une grande variété d’études scientifiques. Cet instrument opérera dans le visible et l’infrarouge, entre 0.47 et $2.45 \mu\text{m}$. Ses objectifs principaux concernent l’étude des galaxies lointaines et l’étude des populations d’étoiles dans des galaxies proches de la nôtre.

MICADO sera une caméra haute résolution (pixels de 1.5 mas), capable de corriger les aberrations optiques dues à l’atmosphère avec un système d’OA (Optique Adaptative; plus de détails à la section 1.2.3). Cet instrument, qui détectera la lumière visible ($0.3 - 0.7 \mu\text{m}$) et du proche infra-rouge ($1 - 2.5 \mu\text{m}$), aura une assez bonne résolution spatiale pour échantillonner à la limite de diffraction du ELT, tirant donc le plus d’information possible

permise par le miroir de 39 mètres. Équipé d'un coronographe, il sera capable de distinguer des exoplanètes, mais aussi de distinguer des étoiles individuelles dans des galaxies éloignées et d'étudier le centre de la Voie Lactée.

MORFEO lui-même ne sera pas un instrument capable de prendre des mesures; il sera plutôt le relais d'OA qui alimentera les instruments comme MICADO. Le système d'OA utilisera six étoiles artificielles (créées avec des lasers) pour générer une carte 3D de la turbulence atmosphérique à corriger.

METIS, comme MICADO, agira à titre de caméra, mais pas dans le même domaine de longueurs d'onde. METIS pourra analyser et décomposer la lumière de l'infrarouge moyen (3 - 13 μm). Il sera également muni d'un spectrographe haute résolution ($R = 100\,000$) dans le domaine spectral allant de 3 à 5 μm , lui permettant d'étudier des objets qui possèdent une signature thermique détectable, comme des exoplanètes chaudes et des disques protoplanétaires.

ANDES, le sujet principal de ce travail, sera un spectrographe à très haute résolution ($R=100\,000$) opérant dans le visible et le proche infrarouge (0.47 - 1.8 μm). Il sera également équipé d'un module d'OA permettant d'obtenir des contrastes de 10^{-2} à 10^{-3} entre 20 et 40 mas, ce qui pourra lui permettre d'étudier des exoplanètes aussi petites que la Terre autour de petites étoiles.

MOSAIC sera un spectrographe ($R = 5000$ à $20\,000$) capable de décomposer la lumière de plusieurs cibles en même temps dans le visible et le proche infrarouge (0.47 - 1.8 μm). Cet instrument sera notamment utile pour étudier des populations d'étoiles et de galaxies. Il sera aussi capable de déterminer la distribution de la matière entre les galaxies, ce qui nous permettra de faire de grandes avancées sur la formation et l'évolution des galaxies.

Un résumé des pouvoirs de résolution et intervalles spectraux des nombreux modes d'observation de tous ces instruments est présenté à la figure 1.8, tirée de Cirasuolo et al. (2023).

1.2.2. ANDES

ANDES est un acronyme signifiant *ArmazoNes high Dispersion Echelle Spectrograph*. Le terme ArmazoNes réfère au lieu de construction du télescope duquel il sera équipé, le site Cerro Armazones dans le désert d'Atacama au Chili. Les termes *high dispersion spectrograph* renvoient au type d'instrument que sera ANDES; il pourra décomposer la lumière en ses différentes longueurs d'ondes avec une très grande résolution spectrale, ce qui va lui permettre d'observer les raies d'absorption individuelles des molécules chimiques qu'il observera. Le mot *echelle* renvoie à la composante du réseau échelle (ou *echelle grating*, en anglais) dont sera équipé ANDES, qui sera la composante principale utilisée pour disperser la lumière.

Bien qu'ANDES ne soit pas un instrument de première génération, il aura une importance capitale en tant que spectrographe à très haute résolution. L'ESO a une très longue histoire

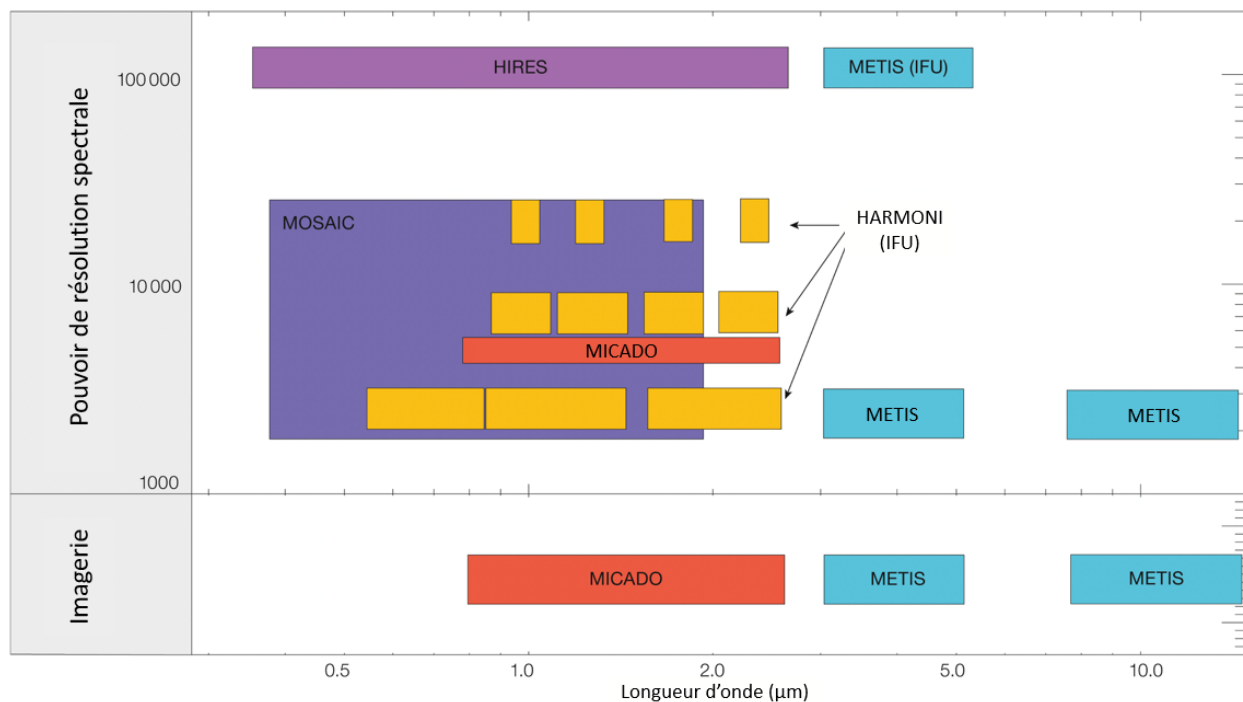


Fig. 1.8. Résumé des plages d’opération des différents instruments prévus pour le ELT. Crédit: Cirasuolo et al. (2023).

avec ce type d’instruments, incluant des instruments tels que CRIRES, UVES, FLAMES, ESPRESSO, et d’autres qui permettent aux Européens de mener dans plusieurs secteurs de recherche. Plus de 30 % des publications de l’ESO est basée sur des découvertes faites par des spectrographes à haute résolution. Cependant, ce type d’instrument a atteint le point où ils manquent de photons lorsqu’installés sur les très grands télescopes (~ 8 mètres de diamètre) de la génération actuelle. Le ELT, à l’aide de sa plus grande surface collectrice, sera capable d’alimenter ANDES avec un plus grand nombre de photons, ce qui va permettre de pousser les limites de la science.

1.2.2.1. Concept et design

Le design préliminaire prévu pour ANDES est celui d’un spectrographe à 3 bras, à dispersion croisée, et nourri par fibre optique (Marconi et al., 2022). Chacun des trois bras sera en mesure de décomposer la lumière dans certaines bandes photométriques seulement; le bras VIS-BLUE (Visible - Bleu) traitera les bandes *UBV* ($0.4-0.63 \mu\text{m}$), le bras VIS-RED (Visible - Rouge) pourra analyser la lumière des bandes *RIZ* ($0.62-0.95 \mu\text{m}$) et le bras NIR (Proche Infrarouge, de l’anglais *Near InfraRed*) s’occupera des bandes *YJH* ($0.95-1.8 \mu\text{m}$). Un quatrième bras, NIR-K ($1.8-2.4 \mu\text{m}$), est proposé comme une option additionnelle si les coûts le permettent.

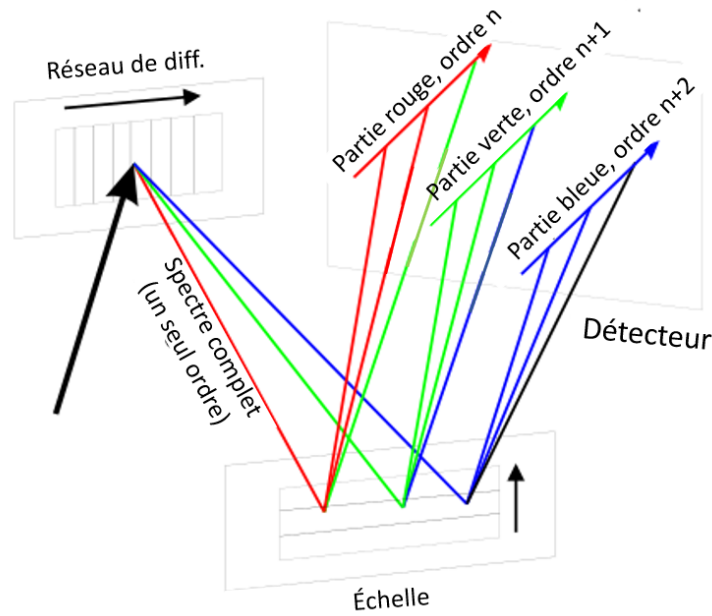


Fig. 1.9. Principe de la dispersion croisée. Les deux réseaux échelle sont orientés dans des directions différentes, afin de décomposer la lumière sans chevauchement entre les ordres. (Crédit: Boris Považay, Cardiff University)

La dispersion croisée signifie qu'un élément dispersif supplémentaire est prévu dans le design afin de séparer les ordres de diffraction qui se chevauchent lors de l'utilisation d'un réseau échelle simple. Le principe de dispersion croisée est illustré schématiquement à la figure 1.9; la lumière incidente est dispersée par deux éléments dispersifs dans des directions croisées. Cela assure que les ordres sur le détecteur ne se chevauchent pas. Plus de détails sur la spectroscopie sont présentés à la section 1.2.4.1.

La structure fonctionnelle de l'instrument est présentée à la figure 1.10. ANDES peut être opéré à l'aide de deux interfaces (à gauche dans la figure) permettant deux modes d'observation; le premier est limité par le *seeing*, c'est-à-dire la largeur à mi-hauteur de la fonction d'étalement du point, ou PSF (de l'anglais *Point Spread Function*). Le *seeing* est causé par la turbulence atmosphérique qui embrouille les images, diminuant ainsi la résolution spatiale et la sensibilité. C'est pourquoi il y a également une deuxième interface munie de SCAO (Optique Adaptative à Conjugaison Simple, de l'anglais *Single-Conjugate Adaptive Optics*) permettant d'améliorer la résolution spatiale pour certaines applications qui en ont besoin, notamment la détection d'exoplanètes terrestres. Cette interface, cependant, ne peut alimenter que le bras opérant dans le proche infrarouge; dans ce cas, la lumière visible servira à alimenter le senseur de front d'ondes du SCAO.

Le transport de la lumière de l'interface avant jusqu'au spectrographe se fera à l'aide de fibres optiques, et spécifiquement d'un IFU (Unité de Champ Intégral, de l'anglais *Integral Field Unit*). L'IFU est constitué d'une matrice de microlentilles hexagonales qui découpe

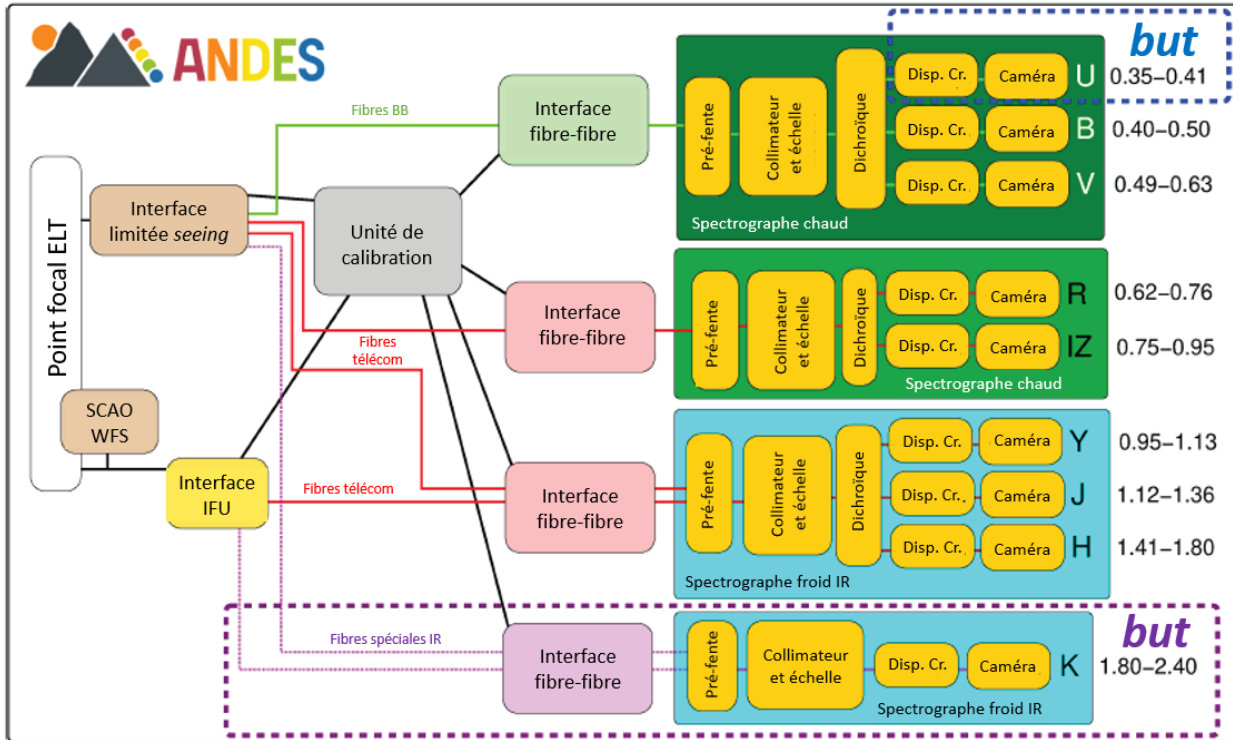


Fig. 1.10. Structure fonctionnelle d'ANDES. On y voit les deux différentes interfaces avec la lumière incidente du télescope, ainsi que les interfaces de fibres optiques, et les différents bras du spectroscopie. (Crédit: A. Marconi)

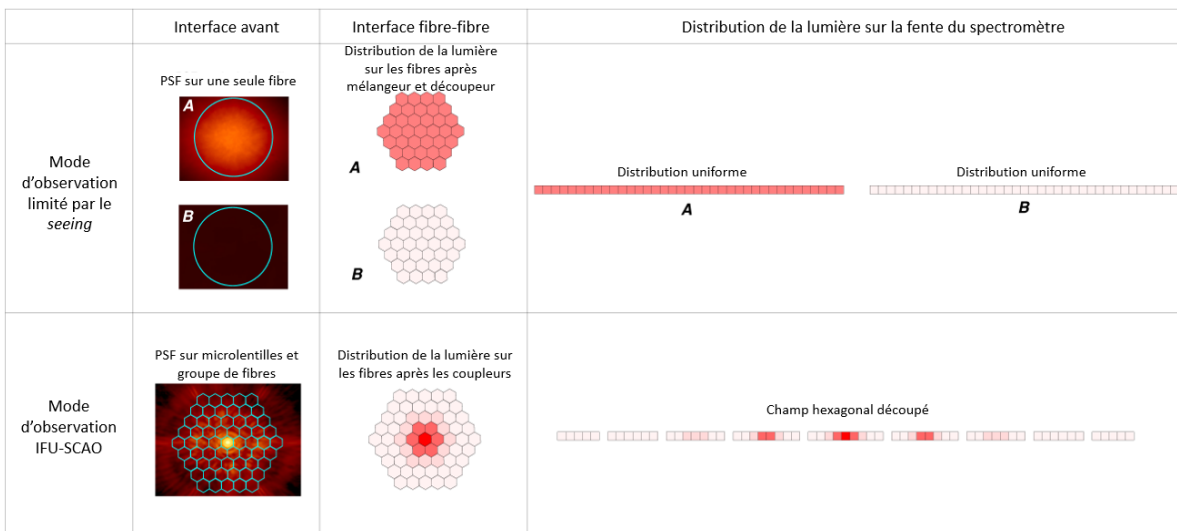


Fig. 1.11. Schéma de l'IFU qui découpe le champ de vision, qui réarrange toute la lumière incidente en une seule ligne pour alimenter le spectrographe. Crédit: Marconi et al. (2022).

la PSF en divers spaxels, chacun alimentant une fibre optique dont l'ensemble forme une fente à l'entrée du spectrographe. Le schéma de découpe du champ de vision des divers IFU d'ANDES est présenté à la figure 1.11.

1.2.2.2. Objectifs scientifiques

Les objectifs scientifiques d'ANDES se concentrent dans 4 domaines (Marconi et al., 2022); l'étude des exoplanètes et disques protoplanétaires, l'étude des étoiles et populations stellaires, l'étude de la formation des galaxies et du médium interstellaire, et la cosmologie et la physique fondamentale. Les programmes de recherche présentés ici ne constituent pas une liste exhaustive, mais bien des exemples reliés à chacun des domaines.

Au niveau de l'étude des exoplanètes, ANDES pourra faire de la spectroscopie de transit sur les trois bras du spectrographe, ainsi que de la spectroscopie de réflexion dans les bras NIR (et NIR-K s'il est réalisé). En spectroscopie de transit, ANDES devrait être en mesure de détecter du CO₂ et de l'O₂ sur l'exoplanète Trappist-1 b en 4 et 7 transits respectivement (Marconi et al., 2022). En spectroscopie de réflexion, l'exoplanète Proxima b serait détectable en 4 nuits (Snellen et al., 2015), et le dioxygène sur celle-ci serait détectable en moins de 70 heures (Hawker and Parry, 2019).

Pour étudier les étoiles et populations stellaires, ANDES étudiera entre autres les abondances en métaux des étoiles primitives et anciennes dans notre galaxie.

Les objectifs d'ANDES en lien avec l'étude des galaxies lointaines sont la détection des protogalaxies contenant des étoiles de Population III, c'est-à-dire qui seraient constituées de gaz primordial uniquement, soit d'hydrogène, d'hélium et de traces de lithium et de béryllium.

En cosmologie, ANDES pourra contraindre la variation des constantes physiques fondamentales comme la constante de structure fine α et le ratio de masse proton-électron μ . Grâce à ANDES, le ELT pourrait devenir le premier télescope à mesurer l'expansion de l'Univers.

1.2.3. Optique Adaptative

1.2.3.1. Fonctionnement d'un système d'OA

L'OA, en quelques mots, consiste à corriger l'effet de la turbulence de l'atmosphère sur les données d'observation astronomiques (Roddi, 1999). L'effet de l'atmosphère, visuellement, est de flouer le signal et donc diminuer la résolution spatiale de l'instrument. Physiquement, l'atmosphère agit comme une lentille qui déforme un front d'onde originalement plat.

Pour venir compenser cette déformation, l'OA introduit un miroir déformable dans le chemin optique dont la forme peut être changée à grande fréquence pour compenser, en temps réel, les erreurs de front d'onde induites par l'atmosphère. La mesure du front d'onde se fait à l'aide d'un WFS (Senseur de front d'onde, de l'anglais *WaveFront Sensor*), alimenté par de la lumière d'une bande passante dans le domaine visible, que le capteur scientifique n'utilise pas. Ainsi, tout système OA a un séparateur de faisceau (dichroïque) dans son

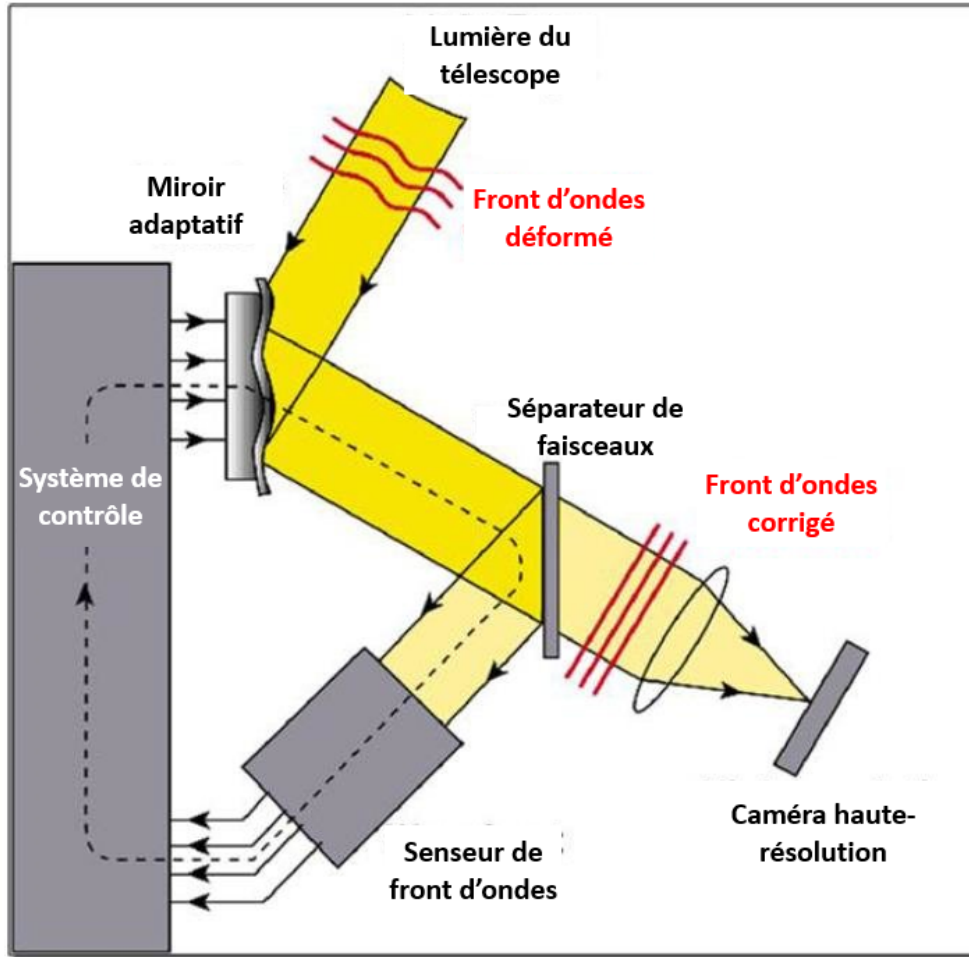


Fig. 1.12. Schéma optique simplifié d'un système OA. Crédit: Montilla et al. (2017).

chemin optique permettant d'aiguiller la lumière visible vers le senseur de front d'onde et le domaine proche infrarouge dans la voie scientifique.

La déformation du front d'onde est mesurée par le WFS, et cette mesure est relayée au système de contrôle. Le système de contrôle calcule la déformation du miroir déformable nécessaire pour corriger cette déformation. À cause de l'échelle de temps de la turbulence atmosphérique, le miroir déformable doit changer dans un temps de l'ordre de quelques millisecondes, et donc le système de contrôle doit être très rapide.

Le système illustré à la figure 1.12 est celui d'un système à boucle fermée; c'est-à-dire que le WFS est positionné en aval du chemin lumineux par rapport au miroir déformable. Il existe également des systèmes ouverts, où l'erreur est mesurée en amont du chemin optique, et transmise au miroir déformable en aval.

Finalement, la lumière qui n'alimente pas le WFS est transmise au module scientifique. Dans le cas d'ANDES, ce module scientifique inclut l'IFU et le spectrographe NIR.

1.2.3.2. Considérations physiques

Les développements mathématiques de cette section sont tirés et adaptés de Roddier (1999).

Les distorsions du front d'onde dans l'atmosphère sont ultimement créées par les variations de l'indice de réfraction $n(\vec{r})$ de l'atmosphère, qui est fonction de la position \vec{r} . Ces variations d'indice de réfraction sont créées par les fluctuations en densité causées par variations en température causées par la turbulence de l'air.

La meilleure façon de caractériser cette distorsion est de commencer par calculer la variance de l'indice de réfraction dans l'atmosphère. Cette variance est donnée en fonction de la distance entre deux points $\rho = |\vec{\rho}|$ par

$$D_n(\vec{\rho}) = \langle |n(\vec{r}) - n(\vec{r} + \vec{\rho})|^2 \rangle = C_n^2 \rho^{2/3} \quad (1.2.3)$$

où D_n et C_n sont respectivement la fonction de structure de l'indice de réfraction et le coefficient de structure de l'indice de réfraction. L'opération $\langle \rangle$ dénote une moyenne d'ensemble. L'équation (1.2.3) n'est cependant valide que pour des points assez rapprochés, typiquement plus près que l'échelle de turbulence, qui est de quelques mètres.

La déformation de l'image se fait lorsque la lumière traverse l'atmosphère complète; ainsi ces déformations doivent être intégrées sur toute la distance traversée. Au final, ce que l'on peut mesurer, c'est le front d'onde à la pupille du télescope. Si on exprime une onde Ψ selon la notation complexe

$$\Psi = A e^{i\phi} \quad (1.2.4)$$

où A est son amplitude et ϕ sa phase, la déformation du front d'onde est encodée dans la variance de ϕ . La phase est directement reliée à l'indice de réfraction par

$$\phi = \frac{2\pi}{\lambda} \int n(z) dz \quad (1.2.5)$$

où λ est la longueur d'onde d'observation, et l'intégration se fait sur la ligne de visée z . La fonction de structure de la phase D_ϕ , pour deux point \vec{x} et \vec{x}' séparés de $\xi = |\vec{\xi}|$ sur le plan pupille, est

$$D_\phi(\vec{\xi}) = \langle |\phi(\vec{x}) - \phi(\vec{x} + \vec{\xi})|^2 \rangle = 2.91 k^2 \int C_n^2(z) dz \xi^{5/3} \quad (1.2.6)$$

où $k = \frac{2\pi}{\lambda}$ est le nombre d'onde. En intégrant selon l'altitude $h = \frac{z}{\cos(\gamma)}$ plutôt que la ligne de mire (ici γ représente l'angle du zénith, soit l'angle entre la verticale et la ligne de mire), on peut reformuler l'équation (1.2.6) comme

$$D_\phi(\vec{\xi}) = 6.88 \left(\frac{\xi}{r_0} \right)^{5/3} \quad (1.2.7)$$

où r_0 , le paramètre de Fried, est défini comme

$$r_0 = \left(0.423k^2(\cos \gamma)^{-1} \int C_n^2(h)dh \right)^{-3/5}. \quad (1.2.8)$$

Afin de déterminer mathématiquement la PSF à la sortie du système, on peut considérer en optique de Fourier la fonction de transfert optique du système. Cette fonction $G(\vec{f})$ est donnée par

$$G(\vec{f}) = T(\vec{f})A(\vec{f}) \quad (1.2.9)$$

où les fonctions $T(\vec{f})$ et $A(\vec{f})$ sont les fonctions de transfert du télescope et de l'atmosphère respectivement. La variable \vec{f} est la fréquence spatiale donnée par $\frac{\vec{\xi}}{\lambda}$.

La fonction $T(\vec{f})$ est donnée par la fonction d'autocorrélation de la pupille. La transformée de Fourier de celle-ci donne la PSF limitée par la diffraction de l'instrument, c'est-à-dire la PSF qui serait obtenue avec un télescope parfait et sans atmosphère.

Alternativement, la fonction $A(\vec{f})$ est donnée par

$$A(\vec{f}) = \exp\left(-\frac{1}{2}D_\phi(\lambda\vec{f})\right) = \exp\left(-3.44(\lambda f/r_0)^{5/3}\right) \quad (1.2.10)$$

et comme elle décroît beaucoup plus vite que $T(\vec{f})$, c'est elle qui domine la PSF. En bonne approximation, la PSF peut être considérée comme étant seulement la transformée de Fourier de $A(\vec{f})$ si l'impact de l'atmosphère n'est pas corrigé. La correction de l'atmosphère, cependant, diminue la fonction de structure de phase à un certain niveau

$$D_\phi(\vec{f}) = 2\sigma^2 = 2\left(\frac{2\pi\ell}{\lambda}\right)^2 \quad (1.2.11)$$

où σ^2 est la variance du front d'onde restant et ℓ correspond aux variations restantes du front d'onde (exprimé dans les mêmes unités que λ). Une meilleure compensation correspond à un σ^2 plus faible, et donc une décroissance de moins en moins rapide pour $A(\vec{f})$, et donc la PSF finale se rapproche davantage de la transformée de Fourier de $T(\vec{f})$ directement.

Une façon de caractériser la qualité de l'image est à l'aide du ratio de Strehl R , soit le rapport entre l'intensité maximale de la PSF finale et l'intensité maximale de la PSF sans aberration. Si toutes les aberrations sont corrigées, alors $R = 1$. À l'inverse, R devient très petit ($R < 0.1$) si aucune aberration n'est corrigée. Une approximation analytique élégante pour R peut être obtenue si le diamètre du télescope est beaucoup plus grand que l'échelle de turbulence ($D \gg r_0$), ce qui permet de négliger l'effet du halo sur l'intensité au centre de la PSF. Dans ce scénario, le rapport de Strehl est approximé par

$$R \approx \exp(-\sigma^2) \quad (1.2.12)$$

et il est clair que le ratio de Strehl diminue de façon exponentielle avec la variance du front d'onde restant. Cette forte dépendance montre l'importance de diminuer cette variance, et donc d'utiliser de l'OA pour la diminuer.

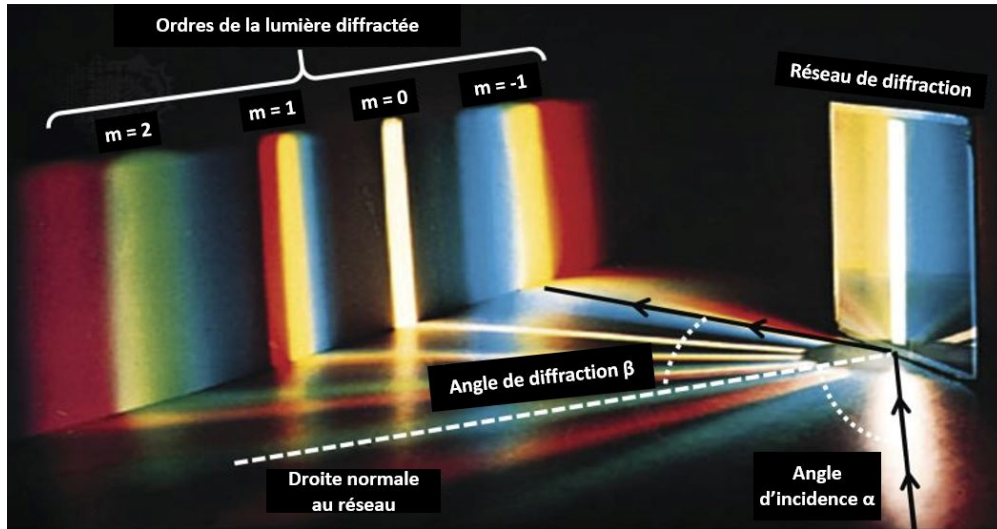


Fig. 1.13. Photo d'un réseau de diffraction réfléchissant de la lumière blanche. Crédit: MKS Instruments (2019).

1.2.4. Spectroscopie IR

1.2.4.1. Principes de spectroscopie

La spectroscopie est la méthode utilisée pour obtenir de l'information sur la composition chimique atmosphérique, les températures, la densité, et la vitesse des corps célestes (Glass, 1999). Toute cette information est contenue dans la lumière que l'on mesure de ces objets éloignés; il faut seulement la décomposer en ses différentes longueurs d'ondes et mesurer l'intensité relative des longueurs d'ondes entre elles, et si ces intensités changent dans le temps.

La décomposition de la lumière se fait par un élément dispersif dans le chemin optique. Cet élément dispersif, dans un instrument astronomique, est typiquement un réseau de diffraction, aussi appelé réseau échelle. Un réseau échelle est une composante optique qui présente une structure périodique qui diffracte la lumière incidente en la réfléchissant. Le résultat est que la lumière incidente est réfléchi et diffractée en plusieurs ordres de diffraction, tel que montré à la figure 1.13.

L'équation qui gouverne la diffraction dans un tel système est l'équation des réseaux de diffraction

$$m\lambda = d_G(\sin(\alpha) + \sin(\beta_m)) \quad (1.2.13)$$

où m est un nombre entier utilisé pour représenter les différents modes, α et β_m sont les angles d'incidence et de réflexion (par mode) respectivement. La constante d_G est la distance entre les rayures du motif périodique qui forme le réseau de diffraction.

Ces différents ordres, toutefois, peuvent devenir tellement larges qu'ils mettent à se chevaucher. On appelle l'intervalle spectral libre l'intervalle de longueurs d'ondes qui sont observables sans que le chevauchement entre les ordres nuise à la mesure. Pour un réseau de diffraction, les longueurs d'ondes minimales et maximales d'observation pour un ordre m doivent respecter l'équation

$$\lambda_2 - \lambda_1 \leq \frac{\lambda_1}{m} \quad (\lambda_1 < \lambda_2) \quad (1.2.14)$$

pour éviter le chevauchement. En astronomie, on peut également introduire un deuxième élément dispersif dans le système (croisé avec le premier) afin de séparer ces modes; on appelle cette technique la dispersion croisée.

Un spectrographe est caractérisé par son pouvoir de résolution R qui mesure à quel point celui-ci est capable de résoudre deux raies spectrales séparées par un intervalle de longueur d'onde $\Delta\lambda$ dans un spectre. Le pouvoir de résolution est donné par

$$R = \frac{\lambda}{\Delta\lambda} \quad (1.2.15)$$

à la longueur d'onde d'observation λ . Par exemple, pour deux mesures effectuées à $\lambda = 1.0 \mu\text{m}$, un spectrographe de $R=100\,000$ peut résoudre des structures spectrales espacées de $\Delta\lambda = \frac{1}{100000} = 0.01 \text{ nm}$.

1.2.4.2. Détecter les molécules via la spectroscopie

Les molécules interagissent avec la lumière en absorbant et réémettant la radiation à certaines fréquences. Les fréquences avec lesquelles les molécules peuvent réagir dépendent des atomes qui les composent et de la structure de la molécule.

Comme une des missions scientifiques d'ANDES est d'observer des biosignatures, un point de départ logique est d'observer les molécules qui forment l'atmosphère terrestre, la seule planète où la présence de vie est confirmée. Le spectre d'absorption de l'atmosphère terrestre est présenté à la figure 1.14.

Dans l'intervalle spectral dans lequel ANDES opérera, l'eau est la molécule la plus facile à détecter parmi celles qui constituent l'atmosphère terrestre. Le dioxygène présente un pic important près de $1.25 \mu\text{m}$ qui peut être détectable, mais le spectre est pauvre aux autres longueurs d'ondes. Le spectre du dioxyde de carbone et du méthane présentent une plus grande richesse spectrale aux longueurs d'ondes de la bande K, d'où l'option pour ANDES de couvrir ce domaine spectral si les coûts le permettent.

1.3. Détection atmosphérique avec ANDES

Mon projet de maîtrise consistait à créer un simulateur complet de l'instrument ANDES. Le cas scientifique exploré est celui de la détection d'atmosphères d'exoplanètes terrestres.

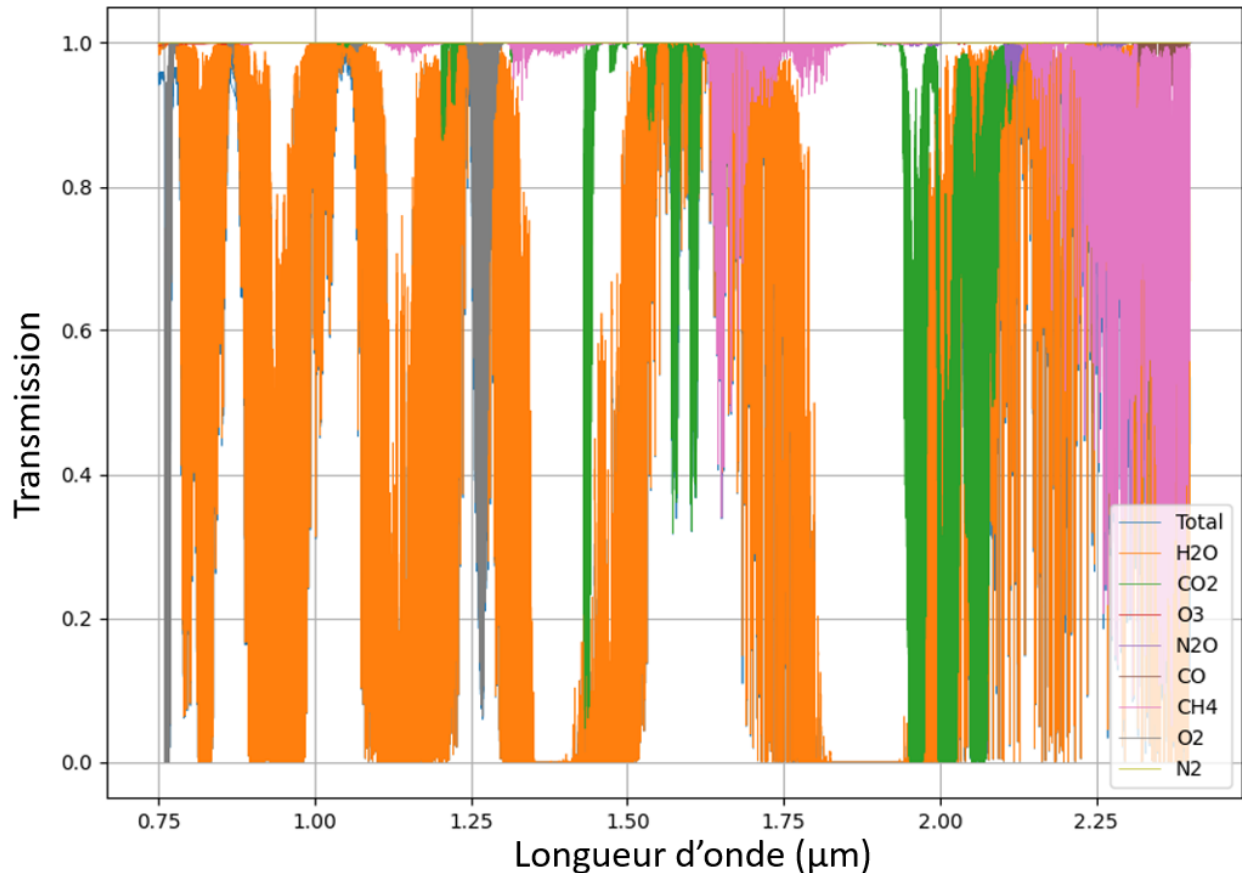


Fig. 1.14. Transmission de l'atmosphère terrestre dans le proche infrarouge. Les signaux les plus importants sont l'eau (orange), le CO_2 (vert), le CH_4 (rose) et l' O_2 (gris). Données tirées du *NASA Planetary Spectrum Generator* (Villanueva et al., 2018).

Comme cela exige l'imagerie haut contraste pour résoudre des exoplanètes qui sont 10^7 ou 10^8 fois moins lumineuses que leur étoile, il faut simuler non seulement les performances du spectrographe, mais aussi l'OA dont sera équipé l'instrument et l'IFU qui fait le lien entre les deux. La simulation devra également tenir compte des sources d'erreurs les plus importantes, notamment les erreurs de correction de l'OA ainsi que le bruit de photons.

Les simulations tenteront de retrouver un signal simulé d'une exoplanète à travers le signal de son étoile, beaucoup plus important et très bruyant. En supposant une atmosphère terrestre sur des exoplanètes candidates comme Proxima b, et autres systèmes planétaires dans le voisinage du Soleil (Ross 128 b, GJ 273 b, Wolf 1061 c, et GJ 682 b), on visera à déterminer quels sont les temps d'observation nécessaires pour détecter différentes molécules.

Ce projet consiste en une évaluation réaliste de la capacité d'ANDES à détecter les constituants atmosphériques de planètes terrestres observées en lumière réfléchie, plus spécifiquement des biosignatures associées avec de l'activité biologique. Une étude précédente suggère qu'ANDES serait capable de détecter de l'eau et de l'oxygène sur Proxima b en moins de 5 et 70 heures respectivement (Hawker and Parry, 2019). Or, ces simulations sont basées

sur des hypothèses simplistes et très incomplètes. Ce projet est le premier qui simule en détail à la fois les performances OA de l'instrument de même que les algorithmes d'extraction spectrale nécessaires pour détecter l'atmosphère d'exoplanètes en lumière réfléchie.

Chapitre 2

On the Biodetection Capability of ANDES on the Extremely Large Telescope

Cet article est en cours de préparation, et sera soumis à l'*Astrophysical Journal*.

ANDRÉ BEAUDOIN¹, RENÉ DOYON¹, JEAN-PIERRE VÉRAN², ÉTIENNE ARTIGAU¹,
URIEL CONOD³, CHARLES CADIEUX¹, ISLEM GATTOUFI⁴, WIDSTERLY CARLA LETANG⁴,
HURI-NUR YERGIN⁴

¹ *Université de Montréal, Département de Physique, IREX, Montréal, QC H3C 3J7, Canada*

² *Herzberg Institute Of Astrophysics, 5071 W Saanich Rd, Victoria, BC V9E 2E7, Canada*

³ *University of British Columbia, 2329 West Mall, Vancouver, BC V6T 1Z4, Canada*

⁴ *Collège Marie-Victorin, 7000 Rue Marie-Victorin, Montréal, QC H1G 2J6, Canada*

Contribution de l'étudiant

Cet article a été écrit au complet par moi-même, André Beaudoin, sous la supervision de René Doyon. J'ai écrit tous les codes utilisés pour faire les simulations. La librairie PAOLA du langage IDL a été utilisée pour effectuer les simulations d'optique adaptative, et le langage `python` a été utilisé pour générer les données synthétiques, simuler le spectrographe et effectuer l'analyse de données. Le simulateur `python` est disponible sur la plateforme Github¹. Les collaborateurs incluent, en ordre d'importance:

- Jean-Pierre Véran (CNRC Herzberg) a co-supervisé le développement de la partie du simulateur consacrée à l'optique adaptative;
- Étienne Artigau (Université de Montréal) a fourni l'algorithme d'analyse de spectres présenté à la section 2.4.5.1;
- Uriel Conod (University of British Columbia) a fourni des conseils et vérifié les performances des simulations d'optique adaptative;
- Charles Cadieux (Université de Montréal) a contribué à évaluer les performances du simulateur et les comparer aux attentes théoriques;
- Islem Gattoufi, Widsterly Carla Letang et Huri-Nur Yergin (CÉGEP Marie-Victorin) ont participé à élargir les résultats aux exoplanètes autres que Proxima b. Leur participation a fait partie du cadre du programme d'initiation à la recherche *Initiasciences*².

¹https://github.com/anbea/exo_ANDES_sims

²<https://initiasciences.ca/>

ABSTRACT. The 39m Extremely Large Telescope (ELT), currently under construction in Chile, will be the largest optical/infrared telescope ever built. It is scheduled to initiate science in this decade. One of its instruments, the ArmazoNes high Dispersion Echelle Spectrograph (ANDES), will combine Single-Conjugate Adaptive Optics (SCAO) along with High Dispersion Spectroscopy (HDS) in *YJH* to enable atmospheric characterization of Earth-size exoplanets observed in reflection light. This paper presents detailed simulations (SCAO + HDS) to quantify the instrument’s capability for characterizing exoplanet atmospheres through reflected light. We present a test case with Proxima b, a likely rocky planet orbits its host M dwarf within the habitable zone. We show that if an Earth-like atmosphere is present on Proxima b, it would be detected at 5σ in about 6 hours while O_2 , CO_2 and CH_4 would require up to 320, 420 and 1200 hours, respectively. We also present similar simulations for the nearest planetary systems that include a temperate planet.

Keywords: Astronomical Instrumentation, Exoplanets, Biosignatures, High Dispersion Spectroscopy, Adaptive Optics

2.1. Introduction

Finding life outside the solar system is one of the fundamental goals of exoplanet research. That goal has a major influence on the design of modern instruments, which has allowed them to make great breakthroughs in that field. Today, on one hand, we can detect (through radial velocity) terrestrial planets in the habitable zone of their star; and on the other hand, we can study the atmospheres of Hot Jupiters and transiting planets. The study of atmospheres of non-transiting terrestrial planets in the habitable zone however remains elusive. It is however of great interest, as most exoplanets do not transit their star and as such cannot be studied using transit spectroscopy. Finding ways to study these atmospheres is crucial to the detection of biosignatures on these worlds.

Biosignatures refer to the spectral signatures of several gases generated by biological activity on the surface and/or within the atmosphere of an exoplanet. O_2 , produced on Earth through photosynthesis, is a common biosignature however not unambiguous since O_2 could also result from the photodissociation of a water-rich atmosphere of an exoplanet characterized by a significant water mass fraction such as water world candidates recently unveiled (Cadieux et al., 2022; Luque and Palle, 2022; Piaulet et al., 2022). More generally, the detection of several gases, e.g. H_2O , CH_4 and CO_2 , combined with the physical conditions of the atmosphere, is a prerequisite to determine whether a given biosignature gas is of biological origin (Kasting, 1996; Leger et al., 1998). A promising pair of such molecules is O_2 and CH_4 . Without biological activity able to maintain a sufficient concentration of both gases, they would spontaneously react together to produce H_2O and CO_2 (Thompson et al., 2022). Such molecules of high mean molecular weight are very difficult to detect

through transit spectroscopy and have yet to be detected together on terrestrial exoplanet atmosphere.

Nearby transiting exoplanets represent the first opportunity to probe their atmosphere through transit spectroscopy with the James Webb Space Telescope (JWST). However, the most interesting and nearest non-transiting planetary systems cannot be studied with the transit method and require other methods like direct imaging/spectroscopy, phase curve and high dispersion spectroscopy. Non-transiting planets' atmospheres are very difficult to detect, as the instrument needs to decouple the exoplanet's signal from the glaring stellar signal many orders of magnitude higher. In the case of a terrestrial exoplanet orbiting an M-dwarf, the planet/star contrast is of the order 10^{-7} to 10^{-8} .

The advent of giant telescopes opens the exciting possibility of probing the atmosphere of nearby Earth-like exoplanet b combining the power of high-contrast imaging achieved through adaptive optics and high-dispersion spectroscopy. Adaptive optics enables High-Contrast Imaging (HCI), a method by which the light of the host star can be reduced by a factor of up to 10^3 when observing the exoplanet at its' orbital position. Combined with High-Dispersion Spectroscopy (HDS), which can recover exoplanet atmosphere signatures up to 10^4 or 10^5 times fainter than the contaminating stellar light, the study of terrestrial exoplanets of contrast 10^{-7} to 10^{-8} becomes possible in principle (Snellen et al., 2015). This would currently be achievable only by combining SCAO (Single-Conjugate Adaptive Optics) and HDS (High Dispersion Spectroscopy), which is what ANDES will be designed to do.

2.2. ANDES Overview

The Extremely Large Telescope (ELT, Tamai et al., 2022), currently under construction at the Cerro Armazones site in Chile, is one of the new generation of giant telescopes, along with the Thirty Meter Telescope (TMT, Liu, 2022) and the Giant Magellan Telescope (GMT, Fanson et al., 2018). With a primary mirror diameter of 39m, the ELT will have the largest aperture of the three. Scheduled for first light in 2027, the ELT will feature a suite of three instruments (HARMONI, MICADO, METIS) providing imaging and medium resolution spectroscopic capabilities from 1 to 5 μm .

ANDES (ArmazoNes High Dispersion Echelle Spectrograph, Marconi et al., 2022) is a high-resolution spectrograph ($R = 100\,000$ to $150\,000$) currently under development (phase B) and one of the ELT's second-generation instruments. ANDES is designed to provide a very broad and simultaneous spectral coverage both at optical and Near-InfraRed (NIR) wavelengths, from B to H with U and K as a goal. ANDES' unique capabilities will enable a wide range of forefront scientific programs related to exoplanet atmosphere detection and characterization, notably biosignature detection, circumstellar disks, stellar astrophysics, stellar population, the intergalactic medium, galaxy evolution, supermassive black holes and

fundamental physics. The detailed science cases of ANDES are described in Maiolino et al. (2013).

Designed to be highly stable, ANDES is configured into three distinct fiber-fed spectrograph arms each operating in *UBV*, *RIZ* and *YJH* respectively. ANDES features a front end that enables all arms to be operated in seeing-limited mode for faint targets or bright ones with Adaptive Optics (AO) within the *YJH* arm through a Single-Conjugate Adaptive Optics (SCAO) module coupled to various Integral Field Units (IFU). The latter dissects the Point Spread Function (PSF) into 61 hexagonal spaxels. The IFU mode coupled with AO enables HCI and HDS observations that, together, provide a unique, powerful capability for detecting exoplanet atmospheres in reflected light. The main focus of this paper is to make realistic simulations of ANDES' HCI+HDS mode and characterize its performance, notably for biosignature detection, using the nearest habitable zone exoplanet, Proxima b (Anglada-Escudé et al., 2016), as a test case. We also highlight some results for other nearby systems, hereafter referred to as the *Golden Sample*.

2.3. Adaptive Optics Simulations

2.3.1. PAOLA

The simulations of the SCAO module are done using the PAOLA (Performance of Adaptive Optics for Large Apertures) package for IDL by Jolissaint, Véran, and Conan (2006). PAOLA is an analytic AO simulation package that ignores second-order aberrations, operating with relatively fast computation time. Since ANDES' will use HDS ($R=100\ 000$) along with AO, a complete simulation requires AO simulations of monochromatic PSFs at that resolution in the whole spectral domain covered by ANDES, whose baseline covers *Y*, *J*, and *H*. To these bands are added *I* in order to compare with the results of Hawker and Parry (2019) (see section 2.6.1) and *K* which is currently a design goal. In total, about 300 000 PSFs have to be generated, which can be done efficiently with the fast analytical framework provided by PAOLA.

2.3.2. Simulation Parameters

2.3.2.1. Target Parameters

The simulation of the AO PSFs assumes that the light feeding the WaveFront Sensor (WFS) has a spectral energy distribution approximated by a blackbody. PAOLA only requires as inputs the star effective temperature (T_{eff}) and its magnitude in the photometric band where the WFS operates, assumed to be R . The chosen target is Proxima with $R = 8.0$ and $T_{eff} = 3200$ K.

2.3.2.2. Telescope Parameters

The dimensions of the ELT primary mirror are taken from Cayrel (2012) and summarized in table 2.1. An image of the ELT entrance pupil used is shown in figure 2.1 which includes all obscurations from the secondary mirror and its support structure.

Table 2.1. Telescope pupil parameters

| Dimension | Value |
|--------------------------------|--------|
| Inner radius | 4.7 m |
| Outer radius | 19.6 m |
| Segment size, corner-to-corner | 1.45 m |
| Number of segments | 798 |
| Gap between segments | 4 mm |
| M2 diameter | 4.2 m |
| Spider width | 0.6 m |

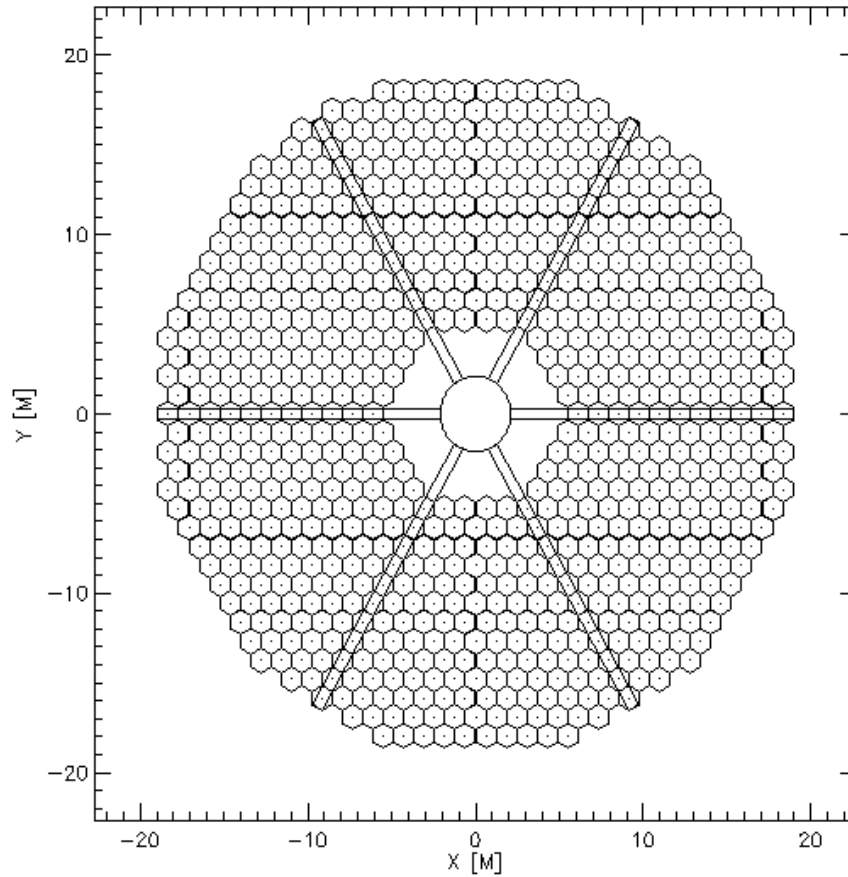


Fig. 2.1. Geometry of the primary mirror used in the AO simulations. The geometric parameters used are summarized in table 2.1. The central obscuration is defined to be the shape and size of mirror M2.

The other input parameters (shown in Table 2.2) were chosen and estimated from current-generation SCAO systems. The loop parameters (loop lag, WFS integration time, and closed-loop gain), however, were determined through optimization (section 2.3.3.3).

Table 2.2. PAOLA simulations parameters

| Parameter | Value |
|----------------------------|-----------------------|
| Observational Parameters | |
| Wind params | POALA Paranal default |
| Seeing @ 500 nm | 0.7 asec |
| Turbulence outer scale | 27m |
| Zenith angle | 30° |
| WFS parameters | |
| DM pitch | 0.5 m |
| WFS pitch | 0.5 m |
| Loop lag | 1 ms |
| WFS integration time | 1 ms |
| Closed-loop gain | 0.5 |
| Wavefront error paramaters | |
| Static WFE RMS | $55/\sqrt{2}$ nm |
| NCP aberrations RMS | $55/\sqrt{2}$ nm |

2.3.3. Simulation Results

2.3.3.1. Strehl ratio

Figure 2.2 shows that the Strehl ratio of the PSFs stays roughly constant in all photometric bands (Y , J , H) and K for magnitudes lower than 12. This however assumes that the only light measured by the WFS is the R light, which will not be the case as ANDES' WFS will use all visible light.

The Strehl ratio as a function of wavelengths is shown in figure 2.3, for the parameters given in table 2.2. The average of the Strehl ratios in each band are given in table 2.3.

Table 2.3. Average Strehl ratio by band

| Band | Strehl ratio |
|------|--------------|
| I | 0.29 |
| Y | 0.43 |
| J | 0.52 |
| H | 0.69 |
| K | 0.82 |

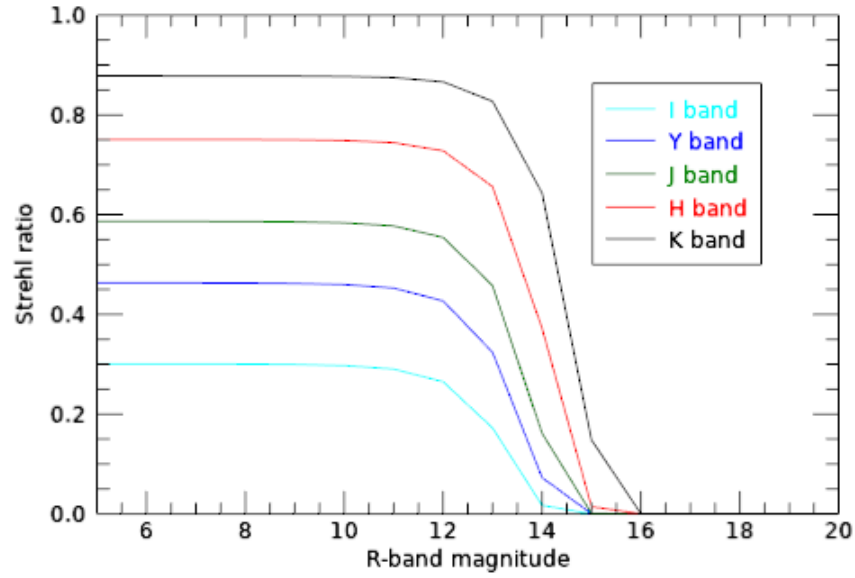


Fig. 2.2. Evaluation of AO performances (Strehl ratio) as a function of target magnitude, indicated by the Strehl ratio. The Strehl in the 5 bands (*I,Y,J,H,K*) are indicated by PSFs at 0.75, 1.0, 1.2, 1.6 and 2.2 μm respectively

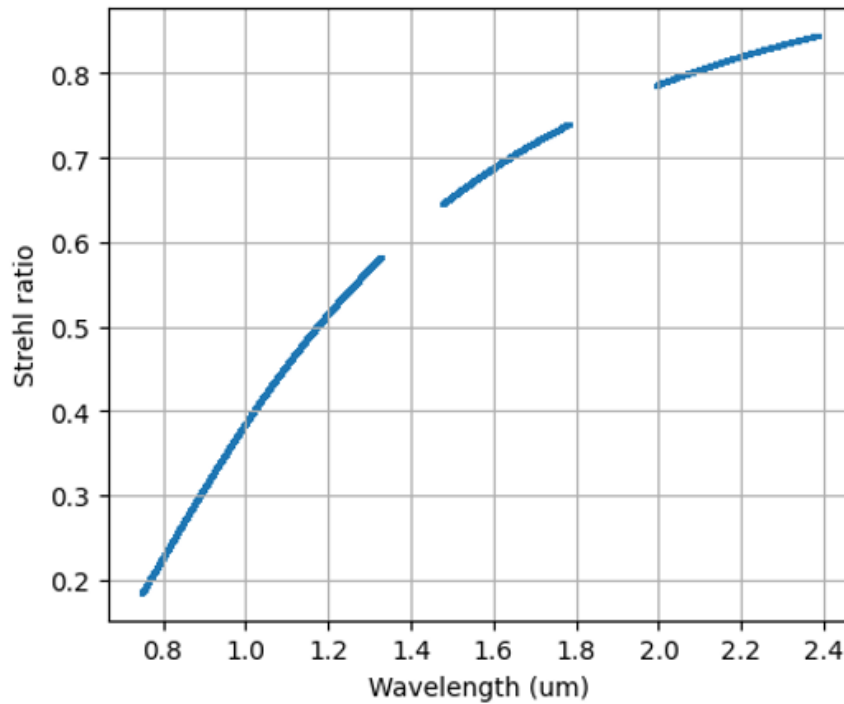


Fig. 2.3. Strehl ratio as a function of wavelength in bands *IYJHK*.

2.3.3.2. Contrast curve

Contrast curves of the generated PSFs are shown in figure 2.4; they were calculated by averaging the PSF signal along circles around the center.

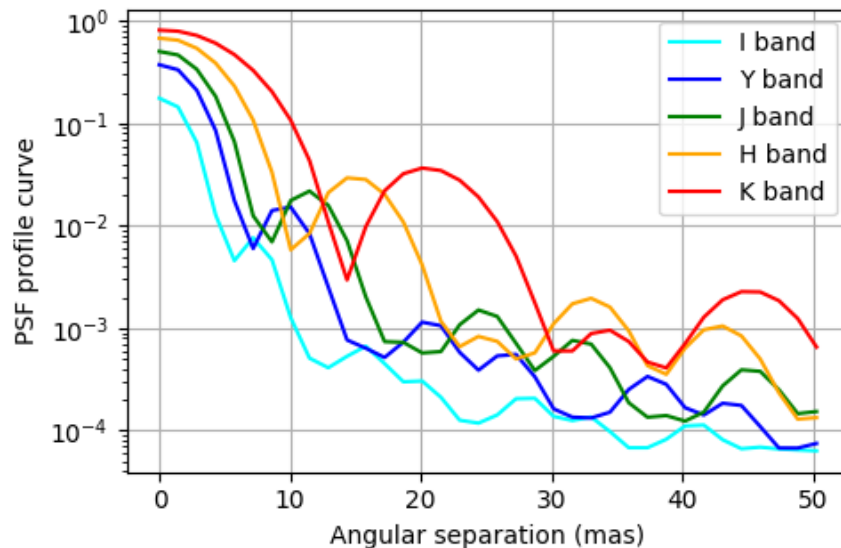


Fig. 2.4. Contrast curves of the generated AO PSFs for the five bands considered. The PSFs used to represent *I*, *Y*, *J*, *H*, and *K* were calculated at 0.750, 1.0, 1.2, 1.6 and 2.2 μm respectively. The Strehl ratio can be read from the point where the curve meets the vertical axis.

2.3.3.3. Lag and WFS Integration Time

To optimize the AO loop for the simulations, the WFS integration time and the loop lag were studied separately from the remaining parameters. The contrast curves for some values of these parameters (all other parameters equal) are shown in figures 2.5 and 2.6.

These simulations show that the AO performance saturates at 1 kHz of loop frequency and 1 millisecond of lag. Speeding up the system or reducing the lag well beyond these points does not improve the performance.

2.3.4. AO PSF Generation

Generating PSFs within a wide range of wavelengths is challenging as PAOLA is designed to generate only single-wavelength PSFs. PAOLA uses the given wavelength to determine, among other things, the Field of View (FOV) of the PSF to calculate, the size in pixels of the PSF, as well as the spatial resolution (either as a fixed value or as a fraction of the Nyquist frequency). To generate multiple PSFs at different wavelengths, these parameters have to be set in a specific way to efficiently calculate and store the data. Additionally, to

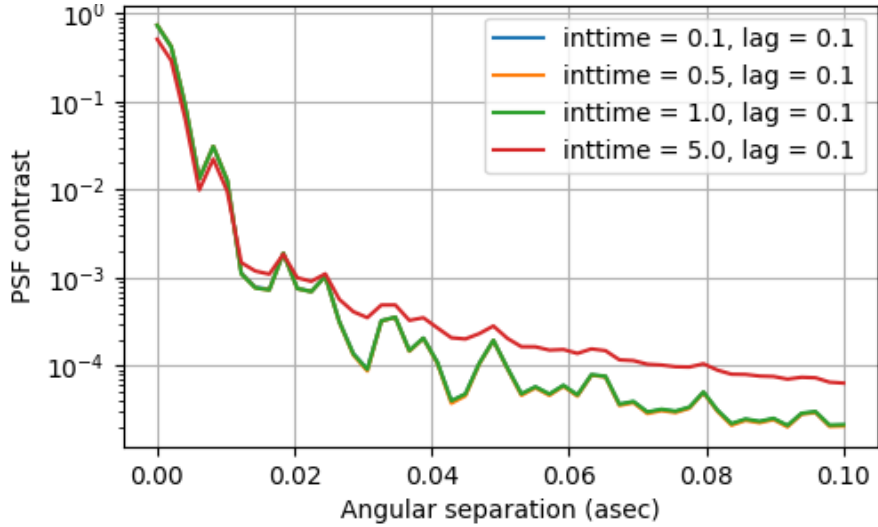


Fig. 2.5. Contrast curve ($1.6 \mu\text{m}$) of the PSFs for different values of the WFS integration time. All curves with an integration time lower than 1 ms are on top of each other. Only the highest integration time of 5 ms shows a notable deterioration of the performance.

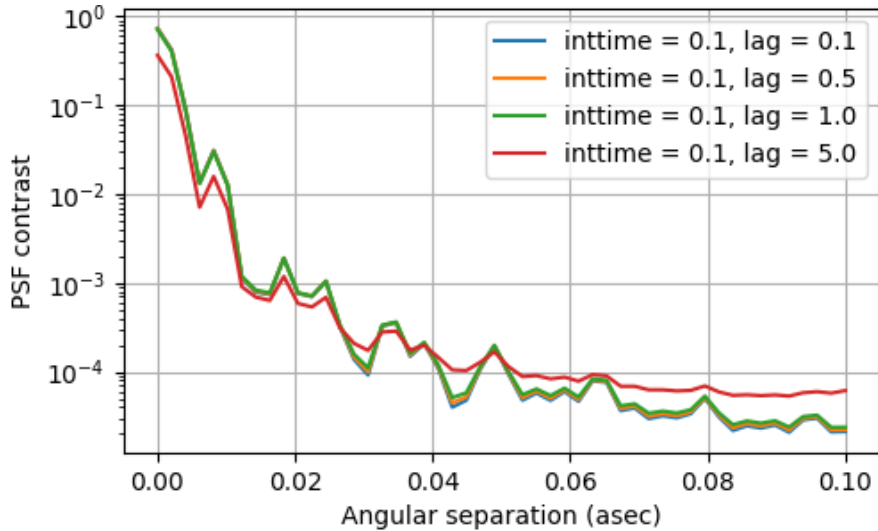


Fig. 2.6. Contrast curve ($1.6 \mu\text{m}$) of the PSFs for different values of the loop lag. All curves for a lag time lower than 1 ms are on top of each other. Only the highest loop lag time of 5 ms shows a notable deterioration of the performances.

add the same static wavefront errors and non-common path aberrations for all wavelengths, it is required that they all have the same size in pixels and a spatial resolution expressed as the same fraction of their respective Nyquist frequency.

The simulation spans the wavelength range between 0.75 and $2.38 \mu\text{m}$. The spectral resolution, constant at all wavelengths, is chosen to be $2/3$ of the smallest Nyquist frequency, to prevent loss of information through undersampling. As such, the Nyquist factor used to generate all the PSFs is chosen to be $2/9$; the PSFs are thus generated at a spatial resolution

of $\frac{\lambda}{9D}$, where D is the diameter of the telescope. That, however, results in a set of PSFs having vastly different FOVs and spatial resolution throughout the simulation of all wavelengths. It is however necessary for all PSFs to have the same number of pixels and the same (fixed) spatial resolution to integrate the results from PAOLA with the IFU and spectrograph. The PAOLA-generated PSFs are thus resampled to regularize these parameters.

Resampling is done through interpolation using the python library `scipy`. Because of the original set of resolutions of the PAOLA-generated PSFs, the resampling always samples the PSFs using a coarser spatial resolution than the one it was generated with. The final resolution is chosen to be $2/3$ of the Nyquist frequency of the smallest wavelength in the simulation, which by proxy makes it finer than $2/3$ of the Nyquist frequency for all the PSFs. The final PSFs are thus still well-sampled, and no loss of information occurs during the resampling.

To speed up the calculation of the PSFs, only one out of 10 PSFs is computed through PAOLA. The remaining PSFs are computed by interpolation along the wavelength-axis. The overall interpolation error due to the processing is equivalent to a static wavefront error of about 1 nm RMS. This is negligible compared to static wavefront error and non-common path aberrations, both adding up in quadrature to 55 nm RMS (see Table 2.2).

2.3.5. Integral Field Unit

ANDES's Integral Field Unit has a total of 61 hexagon-shaped spaxel, arranged as in figure 2.7. Two different sizes of IFU are considered, defined by their spaxel sizes of 10 mas and 5 mas (side-to-side) respectively.

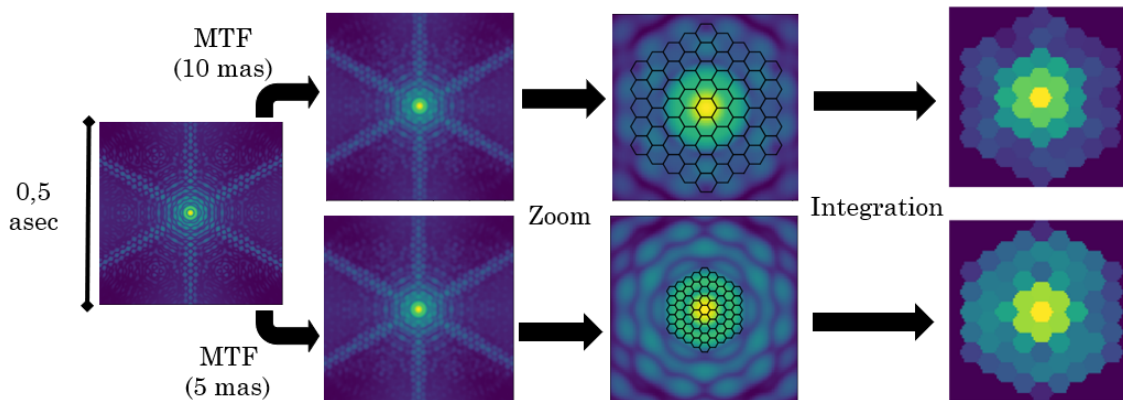


Fig. 2.7. Illustration of both (10 mas and 5 mas side-to-side) IFU sizes, with the intermediate steps to transform the POALA-generated PSF (left) in successive ways to generate the IFU PSFs.

The PAOLA-generated PSF can be modified to account for the IFU Modulation Transfer Function (MTF) using Fourier Transforms. The IFU MTF effectively blurs the PSFs, such

that the theoretical finer AO contrasts dips below 10^{-4} are in fact unattainable in a real instrument setting that uses finite-size spaxels.

The number of photons in each spaxel is obtained by integrating the original PSF’s signal over the surface of the spaxel. This signal is then used to compute the effective AO contrast C_{AO} , i.e. the fraction of photons that a given spaxel receives relative to the central peak.

2.3.5.1. Spaxel spectral energy distribution

The signal of a given spaxel depends on both the spaxel location within the PSF and wavelength. Significant signal variation is expected from one spaxel to another due to the wavefront variance of the PSF naturally affected by speckles that break the PSF symmetry. Because of these speckles, the stellar spectral energy distribution (SED), common to all spaxels, is modulated by a low-frequency component. This effect is illustrated in figure 2.9, showing the SED of two spaxels symmetrically located 180° from one another in the outer annulus of the IFU.

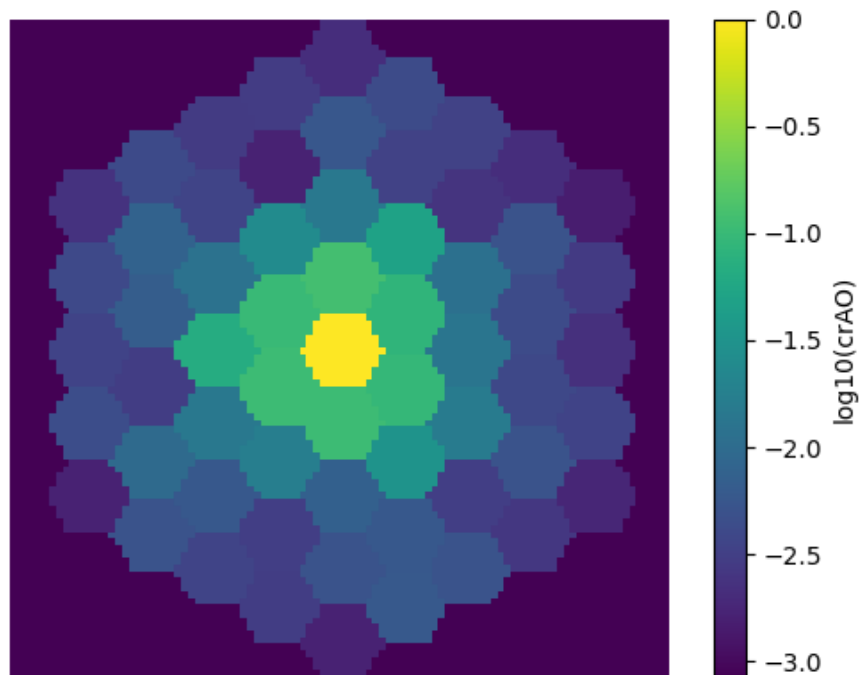


Fig. 2.8. Effective AO contrast (C_{AO}) for all the spaxels of a long-exposure PSF realization.

Since the spaxel signal is lower away from the PSF center it is always best to observe the exoplanet at the epoch of quadrature, i.e. the furthest angular separation from the host star. The distance between an exoplanet and its host star at the point of quadrature determines in which spaxels the exoplanet could be observed. That distance also determines which IFU should be used; the smallest IFU sampling able to see the exoplanet is always preferable to minimize the flux in each spaxel.

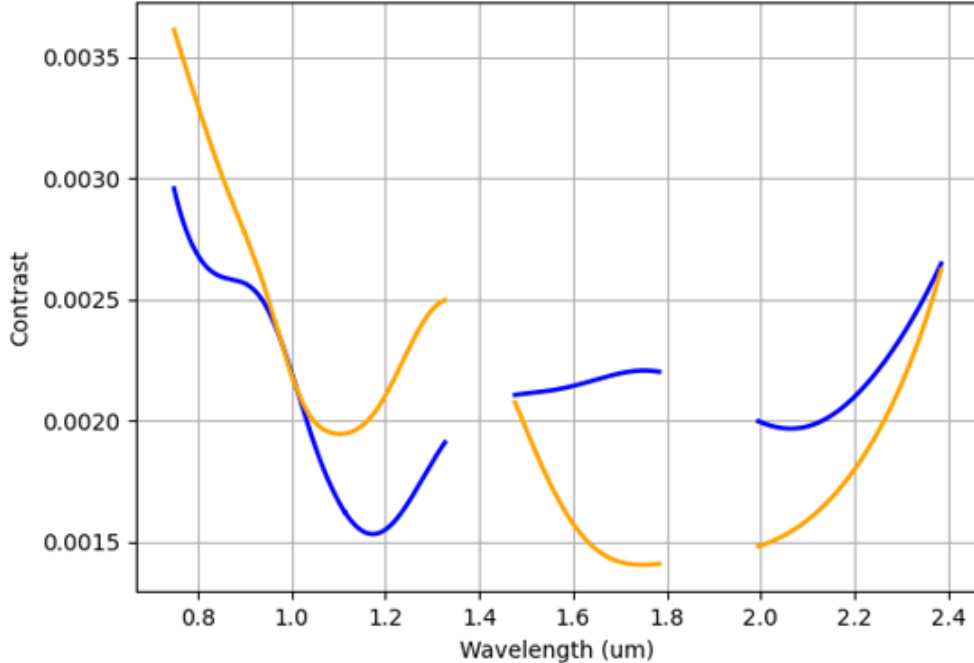


Fig. 2.9. Low-frequency component of the spectral energy distribution (SED) of various IFU spaxels. Such variations are expected due to speckles in a diffraction-limited PSF. This low-frequency component must be removed as a first step in the spectral extraction algorithm (see section 2.4.5.1).

2.3.5.2. Saturation

The baseline NIR detectors for ANDES' *YJH* spectrographs are 4096×4096 H4RG operated with a pixel readout time of $10 \mu\text{sec}$ with 32 parallel outputs, yielding a frame time of 5.24 sec. Since the current baseline optical design does not include a coronagraph, the central spaxel may be saturated for relatively bright stars. Our IFU simulator can provide a realistic prediction of the saturation level assuming a typical well depth of 60 000 electrons for a H4RG. Figure 2.10 shows the expected number of photo-electrons/pixel received as a function of angular separation for Proxima ($J = 5.41$), showing that this star would saturate the central spaxel in the shortest possible integration time of 10.4 sec corresponding to a double correlated sampling sequence (RESET-READ-READ). Note that at such speed, the observing efficiency, i.e. the fraction of clock time used for collecting photons, is only 33%. In practice, a longer exposure time that would sacrifice the central spaxel while keeping all others well within saturation could be used. Hereafter, the central spaxel is assumed to be unusable for the spectral extraction analysis.

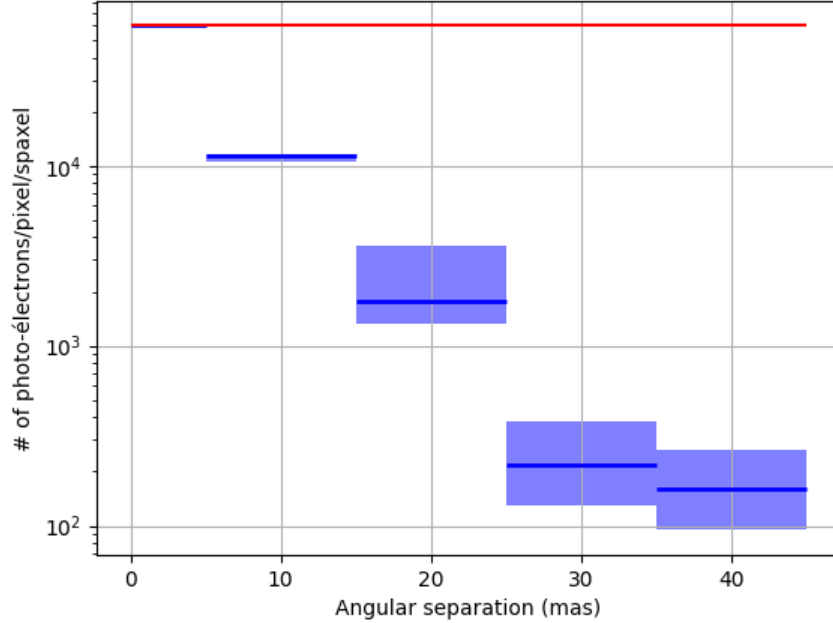


Fig. 2.10. Number of photo-electrons/pixel collected on the detector for a minimal integration time of 10.5 sec at 1.2 μm . Proxima ($J = 5.41$) is assumed for the star. Each blue step of the graph represents a different annulus of spaxels while the horizontal red line corresponds to the saturation level.

2.3.6. Comparison with end-to-end simulations

PAOLA, functioning as an analytical AO module, overlooks certain systematic higher-order effects inherent in AO systems. The ANDES AO team (Enrico Pinna, private communication) conducted comprehensive end-to-end simulations of the instrument at some wavelengths that can be compared to PAOLA’s results to identify potential inconsistencies/inaccuracies.

The comparison at H (1.6 μm) is shown in figure 2.11. While there are slight performance differences for smaller separations (with a factor of 1.3 to 1.4 between the medians), the fit is excellent for the larger separations, notably where Proxima b is located at quadrature (37.3 mas). Similar results are found at Y (1.0 μm) and J (1.2 μm).

2.4. Exoplanet Detection Simulations

Here we used the multi-wavelength PSFs calculated in section 2.3.4 along with stellar and planetary atmosphere models to generate a realistic IFU scene. The planet signal is detected by comparing the spaxel spectrum where the planet is located with that a reference spectrum constructed from all other spaxels. This is admittedly a simplification since, in practice, the data would be acquired over several epochs with the planet moving over several spaxels.

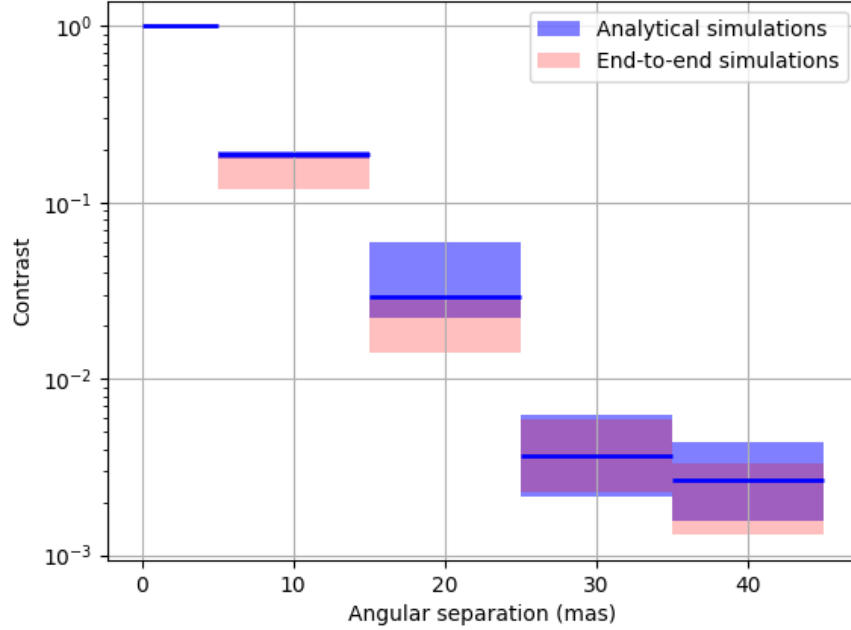


Fig. 2.11. Comparison between analytical simulations from PAOLA (blue) and end-to-end simulations (red). The height of the rectangles represents the variance among spaxels located at the same distance from the center, and the width corresponds to the spaxel size. The y-axis represents the PSF contrast, normalized to the PSF center.

2.4.1. Instrument Parameters

The instrument parameters used to simulate the data are listed in table 2.4. These parameters are identical to those used by Snellen et al. (2015) and Hawker and Parry (2019), except for spectral range. Those works used the *I* band, but since ANDES is not anticipated to have AO operating in this band, this work uses the baseline *YJH* spectral range.

Tableau 2.4. Instrument Parameters

| Parameter | Value |
|---------------------------|-------------------------|
| Telescope collecting Area | 976.3 m ² |
| Instrument throughput | 15% |
| Spectral Resolution | 100 000 |
| <i>Y</i> Range | 0.95-1.13 μm |
| <i>J</i> Range | 1.13-1.35 μm |
| <i>H</i> Range | 1.44-1.80 μm |

2.4.2. Target Sample

The targets considered for our simulations, the *Golden Sample* (see Table 2.5), are five (likely) rocky exoplanets orbiting within the habitable zone of nearby M dwarfs. They were

all discovered through radial velocity measurements. Those are the closest systems most amenable to reflected light detection of their atmosphere, Proxima b (Anglada-Escudé et al., 2016) being the closest and the most promising one.

2.4.3. Contrast Distribution

The contrast of the target is not a fixed value, but rather a distribution that considers the uncertainties in the mass of the planet and the unknown inclination i . The radius distribution is determined by randomly generating orbits of various inclinations, enabling a true mass estimate from the measured $m \sin i$. The mass-radius relation of Zeng et al. (2019) is then used to convert this mass into a radius. The exoplanet contrast C_p distribution can then be calculated from the following equation as in Collier Cameron et al. (2002)

$$C_p = A_b \left(\frac{R_{pl}}{d_{pl}} \right)^2 \Phi(\alpha) \quad (2.4.1)$$

where A_b is the bond Albedo assumed to be Earth-like (0.3) and $\Phi(\alpha)$ is the phase function fixed to 0.5, meaning that the exoplanet is being observed at quadrature. The Proxima b contrast distribution is presented in figure 2.12. The distribution mode and the 1σ uncertainties are given in table 2.5.

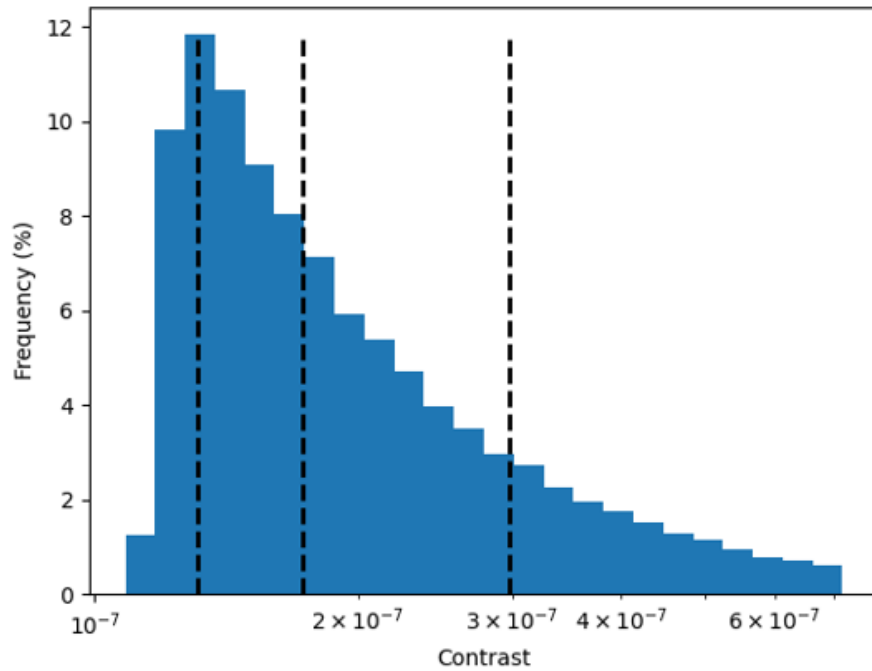


Fig. 2.12. Distribution of the possible contrast values for Proxima b. The dashed vertical lines correspond to the 16th (1.21×10^{-7}), 50th (1.72×10^{-7}), and 84th (2.9×10^{-7}) percentile (1σ interval). The mode of the distribution is 1.31×10^{-7} .

We define the local contrast cr as the exoplanet signal relative to the local stellar background, i.e. $cr = C_p/C_{AO}$. As shown in Table 2.5, cr varies from 10^{-5} to 10^{-6} . For Proxima b and GJ273 b, the 10 mas spaxels are used, while the smaller 5 mas ones are used for the other three targets.

2.4.4. Atmosphere Models

The host star’s spectrum is taken from the PHOENIX-ACES database (Husser, T.-O. et al., 2013) convolved to a resolving power of 100 000. The parameters used to simulate the stellar spectrum for the *Golden Sample* are listed in table 2.5 (Anglada-Escudé et al., 2016; Astudillo-Defru et al., 2017; Bonfils et al., 2018; Tuomi, Jones, Anglada-Escudé, et al., 2019; Tuomi, Jones, Barnes, et al., 2014). The average AO contrast for each exoplanet is calculated by averaging the AO contrast of all the spaxels where the exoplanet could potentially be detected at maximum separation. This averaging is performed across all wavelengths in the *YJH* bands.

Table 2.5. Star and exoplanets parameters

| Target | Spec. Type | Temp. (K) | <i>J</i> Mag. | Dist (pc) | Separation (mas) | M* $\sin(i)$ (M_{\oplus}) | Radius (R_{\oplus}) | Contrast ($\times 10^{-7}$) | Av. AO contrast |
|--------------|------------|-----------|---------------|-----------|------------------|-------------------------------|-------------------------|-------------------------------|-----------------|
| Proxima b | M5.5 | 3000 | 5.4 | 1.3 | 37.3 | 1.07 ± 0.06 | $1.1^{+0.6}_{-0.1}$ | $1.3^{+1.6}_{-0.1}$ | 0.0024 |
| Ross 128 b | M4 | 3200 | 6.5 | 3.38 | 14.7 | 1.4 ± 0.2 | $1.2^{+0.6}_{-0.1}$ | $1.6^{+1.8}_{-0.13}$ | 0.022 |
| GJ 273 b | M3.5 | 3400 | 5.7 | 3.8 | 24.0 | 2.2 ± 1 | $1.3^{+0.7}_{-0.1}$ | $0.64^{+0.7}_{-0.13}$ | 0.024 |
| Wolf 1061 c | M3 | 3350 | 6.0 | 4.31 | 20.6 | 3.4 ± 0.6 | $1.5^{+0.7}_{-0.1}$ | $0.77^{+0.8}_{-0.05}$ | 0.015 |
| Gliese 682 b | M3.5 | 3250 | 6.5 | 5.01 | 16.0 | 4.4 ± 2.5 | $1.7^{+0.7}_{-0.3}$ | $1.3^{+0.9}_{-0.5}$ | 0.016 |

The exoplanet atmosphere spectrum, arbitrarily assumed to be that of the Earth, was generated using the NASA Planetary Spectrum Generator (Villanueva et al., 2018). The spectrum can be divided into its different chemical components, which is useful to characterize the detection of a specific molecule, more specifically O_2 , CH_4 , CO_2 and H_2O . The planet spectrum is generated at a resolution of 100 000 with the appropriate flux calculated by Eqn 2.4.1. This signal shifted to the appropriate orbital velocity dv and then added to the stellar flux from the underlying spaxel.

Our simulated spectra also include a telluric absorption component generated using TAPAS (Bertaux, J. L. et al., 2014). The telluric spectrum is first convolved to the instrument’s resolution and then multiplied to all spaxel spectra. Finally, all spectra are added with photon noise, as readout noise can be neglected for bright targets like Proxima b.

2.4.5. Stellar Subtraction

An important advantage of having an IFU is the ability to generate a reference spectrum that captures both the stellar and telluric contamination affecting the planetary signal. As a simplifying assumption, the exoplanet signal is assumed to be within a single spaxel whose

specific location is not known a priori. Then an algorithm is used to extract the planetary spectrum free from stellar and telluric contamination.

2.4.5.1. Subtraction Algorithm

Let us consider two collected spectra: 1) the target spectrum within a single unknown spaxel, the sum of the planet spectrum with that from the underlying stellar spectrum and 2) the reference spectrum which is the median of all non-saturated spaxel spectra excluding the target spectrum. Examples of these spectra are presented in figure 2.13.

As discussed in section 2.3.5.1, spectra from different spaxels are not expected to share the same low-frequency modulation due to speckles. This modulation can be corrected by dividing the target spectrum with that of the reference spectrum. Applying a low-pass filter to the result returns a good estimate of the low-frequency component which can then be multiplied back to the reference spectrum to match the measured target spectrum (see Figure 2.14). This correction makes both target and reference spectra identical except for the planet component present in the former.

The corrected reference spectrum can then be subtracted from the target spectrum, leaving a residual spectrum dominated by noise, but still containing the exoplanet’s spectrum. That spectrum can then be extracted through a Cross-Correlation Function analysis as in Snellen et al. (2015) and Hawker and Parry (2019) or, in this work, with a Bayesian inference method using Monte Carlo Markov Chain (MCMC).

2.4.6. Atmospheric Signal Extraction

The planetary signal is extracted through a log-likelihood Bayesian framework using MCMC (python package `emcee` (Foreman-Mackey et al., 2013)). The log-likelihood function is given by

$$\ln(\mathcal{L}) = -\frac{\ln(2\pi\sigma^2)}{2} + \frac{(F_m(\lambda; dv_m, cr_m) - F(\lambda; dv, cr))^2}{2\sigma^2} \quad (2.4.2)$$

where cr is the local contrast of the exoplanet and dv its orbital velocity. The variables cr_m and dv_m refer to the values used to generate the model function $F_m(\lambda)$. Log-uniform priors are used for both variables, from 10^{-8} to 10^{-2} for cr and 1 to 200 km/s for dv . The quantity $\sigma^2 = \sigma_F^2 + \sigma_{F_m}^2$ is the total noise added, assumed to be dominated by photon noise for both the data ($F(\lambda)$) and the model ($F_m(\lambda)$). The simulations are done at several exposure times. The models can be constructed to detect the full spectrum or either one of the following molecules: H₂O, O₂, CH₄, CO₂.

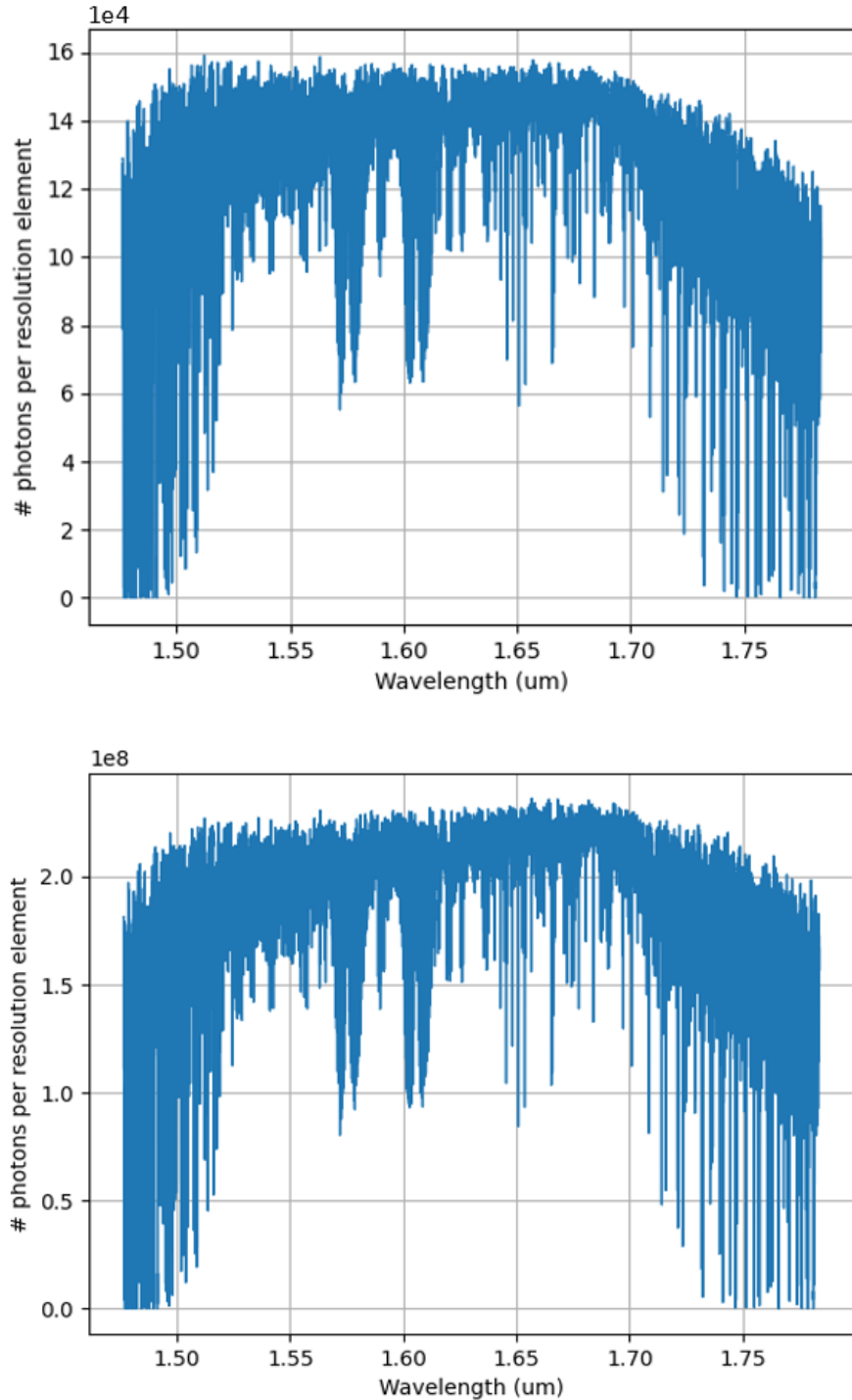
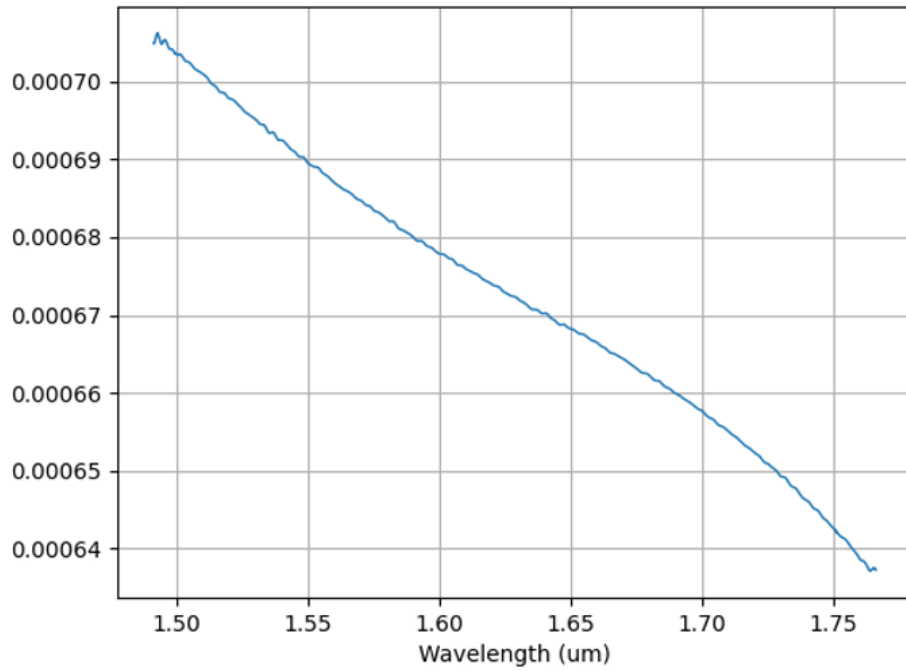
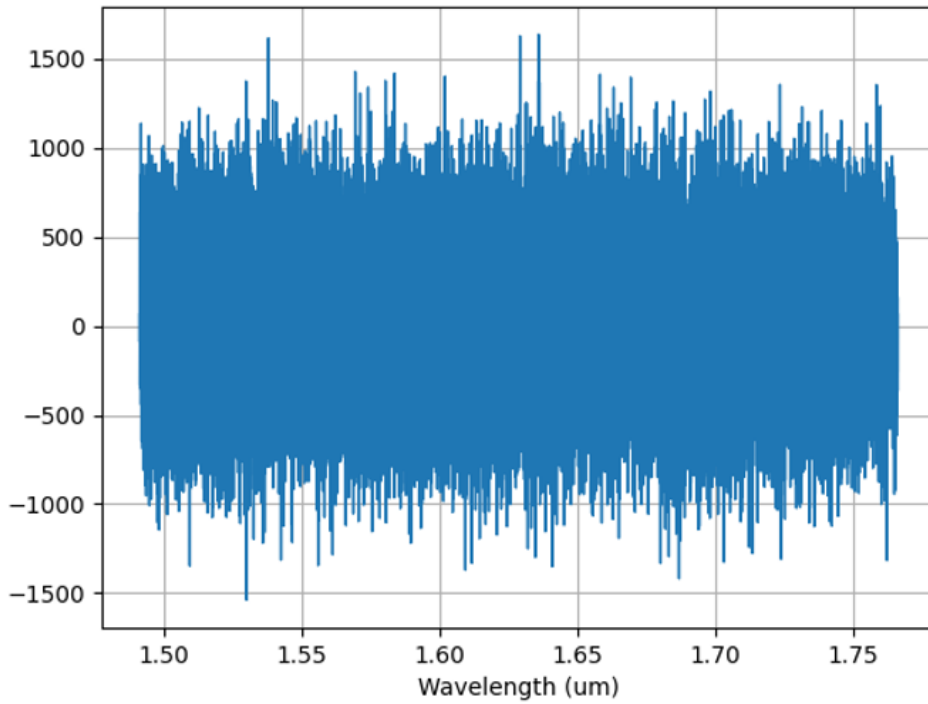


Fig. 2.13. Comparison between the target (top) and the reference (bottom) spectrum in the H band. Both spectra are very similar since the exoplanet's spectrum is completely dwarfed by the bright spectrum of the host star which is also contaminated by telluric lines. Since the reference spectrum is obtained simultaneously with the target spectrum, both the telluric and stellar components of the target spectrum can be accurately subtracted.



(a)



(b)

Fig. 2.14. (Top) Filtered ratio of the spectra shown in figure 2.13. That ratio is multiplied by the reference spectrum to correct its low-frequency component (Bottom) Difference between the target spectrum and the corrected reference spectrum. This residual signal is dominated by noise, but the exoplanet's spectrum can be extracted using either CCF or MCMC methods.

The posterior distributions for cr and dv provide an estimate of the SNR for both parameters. An example of a corner plot of a detection of an Earth-like spectrum on Proxima b is shown in figure 2.15 for an exposure time of 20 hrs. The input values for cr and dv inserted into the synthetic data, respectively $6.0\text{E-}5$ and 30 km/s , are recovered with the shown uncertainties. Since the simulations are limited by photon noise, a range of exposure times can be used to infer the exposure time needed to achieve a SNR of 5 (see Figure 2.16).

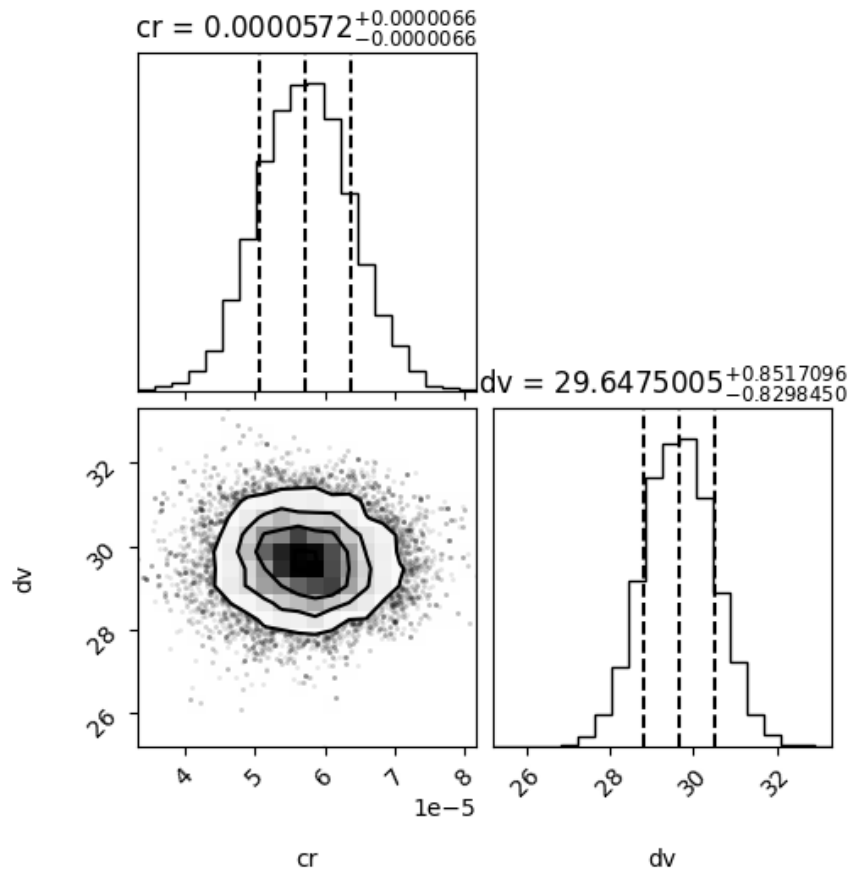


Fig. 2.15. Example of a detection of an Earth-like signal in 20 hours at a local contrast of $5.7 \pm 0.7 \times 10^{-5}$ and a radial velocity of $29 \pm 0.8\text{ km/s}$. The detection SNR is 8.6 for C_p and 35 for dv .

2.4.7. Analytical predictions

The performance of the detailed simulations above can be compared with analytical predictions. Following Snellen et al. (2015), a planet spectrum in the vicinity of a bright star can be extracted from the underlying stellar glare with an SNR given by

$$SNR = C_p \sqrt{\frac{S_t t N_{lines}}{C_{AO}}} \quad (2.4.3)$$

where C_p is the contrast of the exoplanet, S_t is the host star photon flux assuming a perfect transmission, C_{AO} is the AO contrast defined above, t the exposure time, and N_{lines} is the effective number of spectral lines in the planetary spectrum at the resolving power of the instrument. This equation, assumed to be in a photon-noise limited regime, can be rewritten to show the explicit dependence on other instrumental and stellar parameters:

$$SNR = C_p \sqrt{\frac{F_\nu A \tau t N_{lines}}{h R C_{AO}}} \quad (2.4.4)$$

where A is the telescope collecting area, F_ν the flux density of the host star, τ is the instrument throughput, R the instrument resolving power and h the Planck constant.

As shown in Figure 2.16, the local contrast cr inferred from the detailed simulations behaves as expected with the exposure time for a photon-noise limited performance.

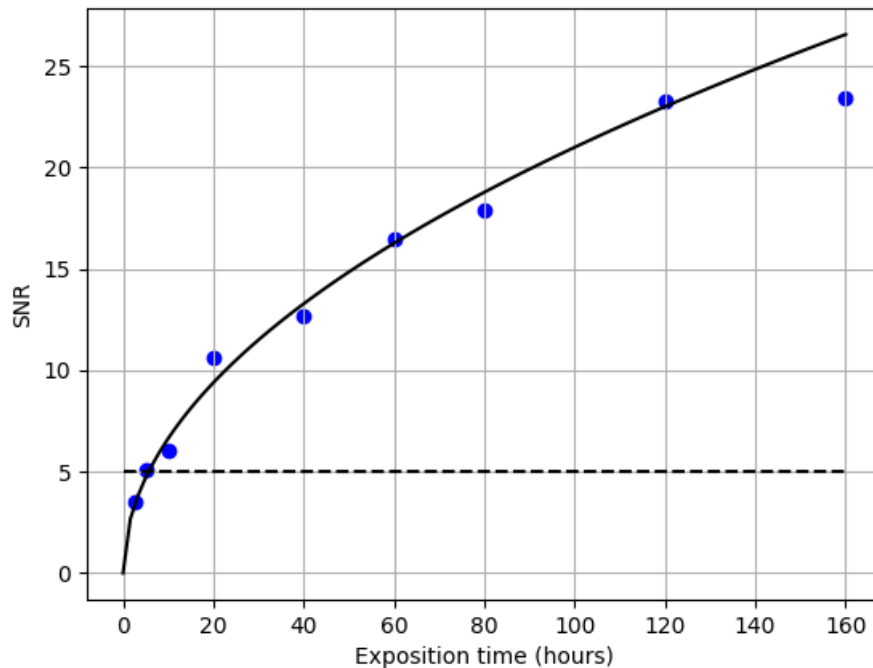


Fig. 2.16. Plot of 6 different simulations of detection of an Earth-like atmosphere on Proxima b. All parameters between the simulations are equal, except for the exposure time. The line corresponds to the best $SNR = K\sqrt{t}$ model, and it intercepts the $SNR=5$ line at $t = 6$ hours.

2.5. Results

2.5.1. Detection of Individual Molecules

For each exoplanet in the sample, three scenarios are considered: the most likely case using the mode of the contrast probability distribution, the best and worst-case scenarios using the highest and lowest-point of the 1σ confidence interval, respectively. Numerical simulations were performed on Proxima b for all cases, i.e. the full Earth-like spectrum and individual molecules. These results were used to infer the N_{lines} values for all cases; those are given in the last line of table 2.6. Equation (2.4.4) was then used to estimate exposure times for all other targets.

Table 2.6. Exposure times (in hours) needed to reach a SNR of 5

| Target | Contrast case | Full spectrum | H ₂ O | O ₂ | CH ₄ | CO ₂ |
|--------------------|---------------|-----------------|------------------|-----------------|-----------------|-----------------|
| Proxima Centauri b | Best | 1.4 | 1.7 | 80 | 270 | 100 |
| | Most likely | 6 | 7 | 320 | 1200 | 420 |
| | Worst | 7 | 7.5 | 400 | 1350 | 590 |
| Ross 128 b | Best | 24 | 38 | 1250 | 4700 | 1650 |
| | Most likely | 100 | 125 | 5700 | 21000 | 7500 |
| | Worst | 125 | 150 | 6700 | 25000 | 8800 |
| GJ 273 b | Best | 80 | 90 | 4200 | 15700 | 5500 |
| | Most likely | 350 | 400 | 18000 | 70000 | 24000 |
| | Worst | 540 | 630 | 29000 | 110000 | 38000 |
| Wolf 1061 c | Best | 45 | 50 | 2400 | 8800 | 3000 |
| | Most likely | 180 | 210 | 9800 | 36700 | 12800 |
| | Worst | 210 | 250 | 11200 | 42000 | 14700 |
| GJ 682 | Best | 40 | 50 | 2300 | 8500 | 3000 |
| | Most likely | 120 | 140 | 6500 | 24000 | 8500 |
| | Worst | 320 | 380 | 17000 | 64000 | 22500 |
| N_{lines} | | 6×10^6 | 5×10^6 | 1×10^4 | 8×10^3 | 3×10^3 |

As expected, the relatively large dispersion in the local contrasts causes large variations of exposure times to detect a given chemical species. In all cases, H₂O is the easiest molecule to detect, as expected given that the YJH spectral content of an Earth-like atmosphere is dominated by water lines. This also explains why the performance for H₂O are so similar to the full Earth-like spectrum case. Our simulation predicts that an Earth-like atmosphere could be detected with SNR > 5 within a single night of observations (~6 hours).

Detection of O₂ would require up to 50 times more observing time compared to water alone. This is primarily because O₂ has fewer absorption lines in YJH bands compared to water. For Proxima b, it is estimated that 320 hours would be needed to detect an Earth-like O₂ signature in the J band. The detection of CO₂ and CH₄ would take much more time than for O₂.

2.6. Discussion

2.6.1. Comparison with Previous Results

Our simulations can be compared with the results of Hawker and Parry (2019). While their methodology was very different than ours, our simulation can be modified to match their hypotheses. The main difference is the contrast value for Proxima b which was much more optimistic in Hawker and Parry (2019): 6×10^{-7} vs 1.3×10^{-7} adopted here. The contrast adopted by Hawker and Parry (2019) was taken from an estimate in Snellen et al. (2015) published before the actual discovery of Proxima b (Anglada-Escudé et al., 2016). Another important difference is that Hawker and Parry (2019) performed their simulations in the *I* band, focused on detecting the O₂ feature at 0.76 μm , assuming that ANDES would offer AO performance in *I* which is currently not the case.

Our simulator can be easily adapted to estimate the AO performance of ANDES in *I* should it be offered. We can estimate that the Strehl ratio in *I* would be 0.29 with an estimated AO contrast of 0.0027 (at Proxima b’s orbital separation). Like Hawker and Parry (2019), we assume that all *I* photons would be available for the science channel which is not realistic as some fraction (20% if not more) would have to be used to feed the wavefront sensor of the AO system. With these modifications, our simulations can reproduce the main results of Hawker and Parry (2019) that 10 hours of exposure time would be needed in *I* to detect (SNR = 4.5) the spectrum of Proxima b, and 70 hours to detect O₂ (SNR = 6.5). There is thus a fairly good agreement between the predictions of Hawker and Parry (2019) and ours given common hypotheses.

The comparison with Hawker and Parry (2019) can be used to assess which of *I* or *J* is favored for detecting O₂. Our simulations show that using the exoplanet contrast value of 6×10^{-7} from Hawker and Parry (2019), the detection with SNR=5 in the *J* band can be made in as little as 15 hours, compared to the 70 hours in *I*. Moreover, considering that ANDES will have a WFS operating in the *I* band, hence consuming some significant fraction of the light in that band, it seems clear that the *J* band is the more advantageous band to detect O₂.

2.6.2. Best Observation Candidates

The results for all the exoplanets in the sample show that Proxima b is by far the best prospect for detecting an exoplanet atmosphere in reflected light. This is mostly because the C_{AO} for Proxima b is much more advantageous than for all the other exoplanets, by a factor of about 10 (see table 2.5), which in turn is a result of Proxima b’s larger angular separation.

2.6.3. Limitations

2.6.3.1. Errors Sources in PSF Generation

The AO package used to generate the PSFs, PAOLA, is not an end-to-end simulator; its simulations are based on analytical considerations. Therefore, there are second-order effects that are not taken into effect when computing the PSFs. This is mitigated by manually adding error wavefronts both before and after the optical components, to simulate the inaccuracies caused by these second-order effects.

Another source of error associated with PAOLA is in the modeling of the wavefront sensor. The wavefront sensor modeled by PAOLA is a Shack-Hartmann sensor, while the real sensor used in ANDES will be a pyramidal wavefront sensor. The WFS modeled by PAOLA also only considers the photons incoming in R , while in ANDES, it will likely be able to use most visible light.

Finally, some error is created when interpolating and resampling the PAOLA-generated data, as discussed in section 2.3.4. This error is not expected to have much impact; it is equivalent to a wavefront error considerably smaller in amplitude than the ones that have been added to the PAOLA simulations. Additionally, it is expected to mostly change the fine details of the PSFs, which, due to the IFU, end up being drowned in any given spaxel. However, the impact of those errors appears to be modest since a comparison between analytical (PAOLA) and end-to-end simulations (cf. section 2.3.6) yields fairly similar results. This validates using PAOLA for generating thousands of PSFs that would be impractical for end-to-end simulations.

2.6.3.2. Lack of Diversity in Exoplanet Sample

The simulation of the synthetic data, in all cases, assumed a perfectly Earth-like atmosphere. This is of course a very narrow sample of all possible exoplanets atmospheres. This study gives conclusions about the detectability of certain chemical species in exoplanets' atmospheres, but the implied assumption is that they are present at the level they are in the Earth's atmosphere.

2.6.3.3. Unrealistic Exposure Time Methodology

The MCMC simulations assume we know the specific spaxel where the exoplanet's signal is expected. However, this is not a significant issue because once the data is fully collected, the same MCMC analysis can be conducted simultaneously on all the spaxels of IFU. A detected signal will only occur within the spaxel containing the exoplanet, while MCMC analyses on other spaxels will yield non-detection.

2.6.3.4. AO Performance

Our simulations assumed relatively optimistic AO performance, where the telescope’s secondary mirror support structure does not introduce significant systematic wavefront discontinuities between the six petals of the telescope’s pupil (see Figure 2.1). This phenomenon, known as the petal effect (Bertrou-Cantou et al., 2020), results in piston wavefront errors between the petals. End-to-end AO simulations indicate that the petal effect is significant and could substantially degrade the nominal local AO contrast, C_{AO} , adopted in our study. Since the exposure time needed to reach a given SNR scales directly with C_{AO} , ANDES’ ability to characterize exoplanets in reflected light could be severely hampered without a petalometer, i.e. a sub-system of the AO wavefront sensor specifically designed to correct wavefront discontinuities within the telescope pupil.

2.7. Conclusion

We have conducted comprehensive simulations of the ELT’s instrument, ANDES, to assess its ability to detect exoplanet atmospheres observed in reflected light. The simulations include the generation of a set of about 300 000 PSFs of the AO system to simulate a large high-dispersion spectroscopy IFU data set. These PSFs were generated with analytical methods which were validated using detailed end-to-end simulations.

The simulations were checked against the results from Snellen et al. (2015) and Hawker and Parry (2019). While their results were able to be reproduced, it is noteworthy to say that some of their hypotheses were not valid; the contrast of Proxima b is about 5 times lower than 6×10^{-7} , and the ANDES AO front-end will not operate in I , rather it will operate in YJH . On that note, we have shown that J is the more optimal band for the detection of dioxygen.

Simulations for Proxima b indicate that detecting water is feasible within a single night (6 hours). However, detecting dioxygen, carbon dioxide and methane will require longer exposure times of 320, 420, and 1200 hours, respectively. Other nearby exoplanets will require much more time due to higher scattered light (resulting in larger AO contrast) at closer separations. Achieving these results is possible only if the telescope’s petal effect can be adequately corrected within the AO system.

Chapitre 3

Conclusion

L'étude des exoplanètes est un milieu de recherche très fertile en astronomie, et la nouvelle génération de télescopes géants va rendre possible l'étude des atmosphères d'exoplanètes terrestres qui ne transitent pas leur étoile. L'instrument ANDES du ELT va en effet combiner l'HCI avec l'HDS afin d'observer des exoplanètes terrestres qui sont 10^7 à 10^8 moins brillantes que leur étoile. Ces observations, faites à l'aide de la spectroscopie en lumière réfléchie, permettront également d'étudier les compositions atmosphériques de ces exoplanètes, notamment pour y détecter des biosignatures.

Puisque ANDES pourra observer en HCI+HDS dans le proche infrarouge (bandes *YJH*), les éléments chimiques recherchés sont l'H₂O, le CO₂, l'O₂ et le CH₄. Ces deux derniers forment une biosignature; cette paire de gaz peut provenir de processus biotiques ou abiotiques, mais une concentration soutenue des deux indiquerait une source biotique stable. Une telle biosignature sur une exoplanète se trouvant dans la zone habitable de son étoile, comme Proxima b (Anglada-Escudé et al., 2016), serait une découverte incroyable dans le but ultime de trouver de la vie ailleurs dans l'Univers.

Dans ce travail, des simulations numériques détaillées (HCI+HDS) d'observations avec ANDES sont effectuées pour déterminer combien d'heures d'observation seront nécessaires pour étudier les atmosphères de cinq exoplanètes terrestres dans la zone habitable de leur étoile. Ces simulations utilisent l'outil PAOLA permettant de générer des PSFs du ELT, ce qui permet de caractériser les performances de la partie HCI. Les simulations supposent une atmosphère terrestre sur toutes les exoplanètes étudiées, et l'extraction de ces atmosphère a été faite à partir de la méthode bayésienne des Chaînes de Markov Monte Carlo (MCMC, de l'anglais *Monte Carlo Markov Chain*).

Les simulations montrent qu'alors que l'eau serait facilement détectable sur Proxima b en moins d'une nuit (6 heures), il s'agit de la seule atmosphère d'une exoplanète qui nécessiterait moins de 100 heures à détecter dans un scénario réaliste. Sur Proxima b, l'O₂, le CO₂ et le CH₄ pourraient prendre jusqu'à 320, 420 et 1200 heures respectivement à détecter. Pour les autres exoplanètes étudiées, même l'H₂O pourrait de manière réaliste prendre plusieurs centaines d'heures à détecter.

Quoique ces simulations représentent une amélioration importante par rapport aux simulations précédentes faites par Snellen et al. (2015) et Hawker and Parry (2019), elles restent limitées par les effets systématiques qu'elles ne prennent pas en compte. Un exemple de ceux-ci est l'effet de pétales induit par les structures de soutien du miroir secondaire (Bertrou-Cantou et al., 2020). Cet effet pourrait grandement réduire les performances de l'HCI, ce qui pourrait être fatal à l'étude des exoplanètes. Ce phénomène, qui n'affecte de façon importante que les télescopes géants, peut cependant être corrigé à l'aide d'un pétalomètre (Bertrou-Cantou et al., 2020), mais son impact et sa correction nécessitent des études plus approfondies.

Une autre amélioration possible à apporter serait de considérer des exoplanètes terrestres ayant des profils plus diversifiés que seulement des pseudo-Terres. Proxima c (Damasso et al., 2020), par exemple, pourrait être une cible intéressante, puisqu'elle se rapproche possiblement plus de Vénus que de la Terre.

Références bibliographiques

- Abe, Yutaka and Takafumi Matsui (1985). “The formation of an impact-generated H₂O atmosphere and its implications for the early thermal history of the Earth”. In: *Journal of Geophysical Research: Solid Earth* 90.S02, pp. C545–C559. DOI: <https://doi.org/10.1029/JB090iS02p0C545>. URL: <https://agupubs.onlinelibrary.wiley.com/doi/abs/10.1029/JB090iS02p0C545>.
- Abe, Yutaka and Takafumi Matsui (1986). “Early evolution of the Earth: Accretion, atmosphere formation, and thermal history”. In: *Journal of Geophysical Research: Solid Earth* 91.B13, E291–E302. DOI: <https://doi.org/10.1029/JB091iB13p0E291>. URL: <https://agupubs.onlinelibrary.wiley.com/doi/abs/10.1029/JB091iB13p0E291>.
- Anglada-Escudé, Guillem et al. (2016). “A terrestrial planet candidate in a temperate orbit around Proxima Centauri”. In: *Nature* 536, pp. 437–440. DOI: <https://doi.org/10.1038/nature19106>.
- Artigau, Étienne et al. (Aug. 2022). “Line-by-line Velocity Measurements: an Outlier-resistant Method for Precision Velocimetry”. In: *The Astronomical Journal* 164.3, p. 84. DOI: [10.3847/1538-3881/ac7ce6](https://doi.org/10.3847/1538-3881/ac7ce6). URL: <https://dx.doi.org/10.3847/1538-3881/ac7ce6>.
- Astudillo-Defru, N. et al. (June 2017). “The HARPS search for southern extra-solar planets. XLI. A dozen planets around the M dwarfs GJ 3138, GJ 3323, GJ 273, GJ 628, and GJ 3293”. In: *Astronomy and Astrophysics* 602, A88, A88. DOI: [10.1051/0004-6361/201630153](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201630153). arXiv: 1703.05386 [astro-ph.EP].
- Benneke, Björn et al. (Dec. 2019). “Water Vapor and Clouds on the Habitable-zone Sub-Neptune Exoplanet K2-18b”. In: *The Astrophysical Journal Letters* 887.1, p. L14. DOI: [10.3847/2041-8213/ab59dc](https://doi.org/10.3847/2041-8213/ab59dc). URL: <https://dx.doi.org/10.3847/2041-8213/ab59dc>.
- Bertaux, J. L. et al. (2014). “TAPAS, a web-based service of atmospheric transmission computation for astronomy”. In: *A&A* 564, A46. DOI: [10.1051/0004-6361/201322383](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201322383). URL: <https://doi.org/10.1051/0004-6361/201322383>.

- Bertrou-Cantou, A. et al. (Dec. 2020). “Petalometry for the ELT: dealing with the wavefront discontinuities induced by the telescope spider”. In: *Adaptive Optics Systems VII*. Ed. by Laura Schreiber, Dirk Schmidt, and Elise Vernet. Vol. 11448. Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, 1144812, p. 1144812. DOI: 10.1117/12.2562091.
- Bonfils, X. et al. (May 2018). “A temperate exo-Earth around a quiet M dwarf at 3.4 parsec”. In: *Astronomy & Astrophysics* 613, A25. DOI: 10.1051/0004-6361/201731973. URL: <https://doi.org/10.1051/0004-6361/201731973>.
- Boss, Alan P. et al. (Dec. 2005). “Working Group on Extrasolar Planets”. In: vol. 1. International Astronomical Union, pp. 183–186. DOI: 10.1017/S1743921306004509.
- Cadieux, Charles et al. (Aug. 2022). “TOI-1452 b: SPIRou and TESS Reveal a Super-Earth in a Temperate Orbit Transiting an M4 Dwarf”. In: *The Astronomical Journal* 164.3, p. 96. DOI: 10.3847/1538-3881/ac7cea. URL: <https://dx.doi.org/10.3847/1538-3881/ac7cea>.
- Cameron, A.G.W. (1983). “Origin of the atmospheres of the terrestrial planets”. In: *Icarus* 56.2, pp. 195–201. DOI: [https://doi.org/10.1016/0019-1035\(83\)90032-5](https://doi.org/10.1016/0019-1035(83)90032-5). URL: <https://www.sciencedirect.com/science/article/pii/0019103583900325>.
- Cardenas, Rolando (Dec. 2019). “FINDING NEW WORLDS: DIDIER QUELOZ AND MICHEL MAYOR’S NOBEL PRIZE IN PHYSICS 2019”. In: *Revista Cubana de Fisica* 36, p. 152.
- Cassan, Arnaud et al. (Jan. 2012). “One or more bound planets per Milky Way star from microlensing observations”. In: *Nature* 481, pp. 167–9. DOI: 10.1038/nature10684.
- Cayrel, Marc (Sept. 2012). “E-ELT optomechanics: overview”. In: DOI: 10.1117/12.925175.
- Charbonneau, David et al. (Mar. 2002). “Detection of an Extrasolar Planet Atmosphere*”. In: *The Astrophysical Journal* 568.1, p. 377. DOI: 10.1086/338770. URL: <https://dx.doi.org/10.1086/338770>.
- Chyba, Christopher F. et al. (1990). “Cometary Delivery of Organic Molecules to the Early Earth”. In: *Science* 249.4967, pp. 366–373. DOI: 10.1126/science.11538074. eprint: <https://www.science.org/doi/pdf/10.1126/science.11538074>. URL: <https://www.science.org/doi/abs/10.1126/science.11538074>.
- Cirasuolo, Michele et al. (2023). *Instrument Overview*. Accessed: 30/05/2023. ESO. URL: <https://elt.eso.org/instrument/>.

- Collier Cameron, Andrew et al. (2002). “A search for starlight reflected from ν And’s innermost planet”. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 330.1, pp. 187–204. DOI: <https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.2002.05084.x>. eprint: <https://onlinelibrary.wiley.com/doi/pdf/10.1046/j.1365-8711.2002.05084.x>. URL: <https://onlinelibrary.wiley.com/doi/abs/10.1046/j.1365-8711.2002.05084.x>.
- Damasso, Mario et al. (2020). “A low-mass planet candidate orbiting Proxima Centauri at a distance of 1.5 AU”. In: *Science Advances* 6 (3). DOI: <https://doi.org/10.1126/sciadv.aax7467>.
- Dressing, Courtney D. and David Charbonneau (July 2015). “The Occurrence of Potentially Habitable Planets Orbiting M Dwarfs Estimated from the Full Kepler Dataset and an Empirical Measurement of the Detection Sensitivity”. In: *Astrophysical Journal* 807.1, 45, p. 45. DOI: 10.1088/0004-637X/807/1/45. arXiv: 1501.01623 [astro-ph.EP].
- Fanson, James et al. (2018). “Overview and status of the Giant Magellan Telescope project”. In: *Ground-based and Airborne Telescopes VII*. Ed. by Heather K. Marshall and Jason Spyromilio. Vol. 10700. International Society for Optics and Photonics. SPIE, p. 1070012. DOI: 10.1117/12.2313340. URL: <https://doi.org/10.1117/12.2313340>.
- Faria, J. P. et al. (2022). “A candidate short-period sub-Earth orbiting Proxima Centauri”. In: *Astronomy and Astrophysics* 658.A115. DOI: <https://doi.org/10.1051/0004-6361/202142337>.
- Ferrari, André, Rémi Soummer, and Claude Aime (2007). “An introduction to stellar coronagraphy”. In: *Comptes Rendus Physique* 8.3. Optical techniques for direct imaging of exoplanets, pp. 277–287. DOI: <https://doi.org/10.1016/j.crhy.2007.05.008>. URL: <https://www.sciencedirect.com/science/article/pii/S1631070507000898>.
- Foreman-Mackey, Daniel et al. (Mar. 2013). “emcee: The MCMC Hammer”. In: *Publications of the ASP* 125.925, p. 306. DOI: 10.1086/670067. arXiv: 1202.3665 [astro-ph.IM].
- Fulton, Benjamin J. et al. (Sept. 2017). “The California-Kepler Survey. III. A Gap in the Radius Distribution of Small Planets”. In: *Astronomical Journal* 154.3, 109, p. 109. DOI: 10.3847/1538-3881/aa80eb. arXiv: 1703.10375 [astro-ph.EP].
- Glass, I. S. (1999). *Handbook of Infrared Astronomy*. Cambridge Observing Handbooks for Research Astronomers. Cambridge University Press. DOI: 10.1017/CB09780511564949.
- Hall, Shannon (2016). *Adaptive Optics; Before and After*. Sky & Telescope. URL: <https://skyandtelescope.org/sky-and-telescope-magazine/adaptive-optics-before-and-after/>.

- Hawker, George A and Ian R Parry (Feb. 2019). “High-resolution spectroscopy and high contrast imaging with the ELT: looking for O2 in Proxima b”. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 484.4, pp. 4855–4864. DOI: 10.1093/mnras/stz323. eprint: <https://academic.oup.com/mnras/article-pdf/484/4/4855/27781844/stz323.pdf>. URL: <https://doi.org/10.1093/mnras/stz323>.
- Hayashi, Chushiro, Kiyoshi Nakazawa, and Hiroshi Mizuno (1979). “Earth’s melting due to the blanketing effect of the primordial dense atmosphere”. In: *Earth and Planetary Science Letters* 43.1, pp. 22–28. DOI: [https://doi.org/10.1016/0012-821X\(79\)90152-3](https://doi.org/10.1016/0012-821X(79)90152-3). URL: <https://www.sciencedirect.com/science/article/pii/0012821X79901523>.
- Husser, T.-O. et al. (2013). “A new extensive library of PHOENIX stellar atmospheres and synthetic spectra”. In: *A&A* 553, A6. DOI: 10.1051/0004-6361/201219058. URL: <https://doi.org/10.1051/0004-6361/201219058>.
- Jolissaint, Laurent, Jean-Pierre Véran, and Rodolphe Conan (Feb. 2006). “Analytical modeling of adaptive optics: foundations of the phase spatial power spectrum approach”. In: *J. Opt. Soc. Am. A* 23.2, pp. 382–394. DOI: 10.1364/JOSAA.23.000382. URL: <https://opg.optica.org/josaa/abstract.cfm?URI=josaa-23-2-382>.
- Kasting, James F. (Mar. 1996). “Planetary atmosphere evolution: Do other habitable planets exist and can we detect them?” In: *Astrophysics and Space Science*. DOI: 10.1007/BF00644211. URL: <https://doi.org/10.1007/BF00644211>.
- Kite, E. S., M. Manga, and E. Gaidos (July 2009). “GEODYNAMICS AND RATE OF VOLCANISM ON MASSIVE EARTH-LIKE PLANETS”. In: *The Astrophysical Journal* 700.2, p. 1732. DOI: 10.1088/0004-637X/700/2/1732. URL: <https://dx.doi.org/10.1088/0004-637X/700/2/1732>.
- Krissansen-Totton, Joshua, Stephanie Olson, and David C. Catling (2018). “Disequilibrium biosignatures over Earth history and implications for detecting exoplanet life”. In: *Science Advances* 4.1, eaao5747. DOI: 10.1126/sciadv.aao5747. eprint: <https://www.science.org/doi/pdf/10.1126/sciadv.aao5747>. URL: <https://www.science.org/doi/abs/10.1126/sciadv.aao5747>.
- Leger, A. et al. (Dec. 1998). “Is the presence of H2O and O3 in an exoplanet a reliable signature of a biological activity?” In: *Astronomy and Astrophysics* 341, pp. 304–311.
- Light Curve of a Planet Transiting Its Star* (2017). NASA Ames. URL: https://www.nasa.gov/mission_pages/kepler/multimedia/images/transit-light-curve.html.
- Liu, Fengchuan (2022). “Thirty Meter Telescope (TMT) project status”. In: *Ground-based and Airborne Telescopes IX*. Ed. by Heather K. Marshall, Jason Spyromilio, and Tomonori

- Usuda. Vol. 12182. International Society for Optics and Photonics. SPIE, 121821B. DOI: 10.1117/12.2631546. URL: <https://doi.org/10.1117/12.2631546>.
- Luque, Rafael and Enric Pallé (Sept. 2022). “On the nature of small planets orbiting low-mass stars”. In: *Europlanet Science Congress 2022*. DOI: 10.5194/epsc2022-89. URL: <https://doi.org/10.5194/epsc2022-89>.
- Maiolino, R. et al. (Oct. 2013). “A Community Science Case for E-ELT HIRES”. In.
- Marconi, A. et al. (2022). “ANDES, the high resolution spectrograph for the ELT: science case, baseline design and path to construction”. In: *Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy IX*. Ed. by Christopher J. Evans, Julia J. Bryant, and Kentaro Motohara. Vol. 12184. International Society for Optics and Photonics. SPIE, p. 1218424. DOI: 10.1117/12.2628689. URL: <https://doi.org/10.1117/12.2628689>.
- Marois, Christian et al. (2008). “Direct Imaging of Multiple Planets Orbiting the Star HR 8799”. In: *Science* 322.5906, pp. 1348–1352. DOI: 10.1126/science.1166585. eprint: <https://www.science.org/doi/pdf/10.1126/science.1166585>. URL: <https://www.science.org/doi/abs/10.1126/science.1166585>.
- Mayor, Michel and Didier Queloz (Nov. 1995). “A Jupiter-mass companion to a solar-type star”. In: *Nature* 378.6555, pp. 355–359. DOI: 10.1038/378355a0.
- McKee, Christopher F. and Eve C. Ostriker (Sept. 2007). “Theory of Star Formation”. In: 45.1, pp. 565–687. DOI: 10.1146/annurev.astro.45.051806.110602. arXiv: 0707.3514 [astro-ph].
- McLean, I.S. (2008). *Electronic Imaging in Astronomy: Detectors and Instrumentation*. Springer Praxis Books. Springer Berlin Heidelberg. URL: <https://books.google.ca/books?id=FGHhZf-k8SkC>.
- MKS Instruments (Jan. 2019). *MKS Instruments Handbook: Principles and Applications in Photonics Technologies*.
- Montilla, I. et al. (Jan. 2017). “An approach using deep learning for tomographic reconstruction in solar observation”. In: DOI: 10.26698/A04ELT5.0033.
- NASA Exoplanet Archive (2023). NASA Exoplanet Science Institute. URL: https://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/docs/counts_detail.html. (accessed: 17.04.2023).
- Papuc, Andreea M. and Geoffrey F. Davies (2008). “The internal activity and thermal evolution of Earth-like planets”. In: *Icarus* 195.1, pp. 447–458. DOI: <https://doi.org/10.1016/j.icarus.2008.05.001>.

- 1016/j.icarus.2007.12.016. URL: <https://www.sciencedirect.com/science/article/pii/S0019103508000262>.
- Perek, Lubos (Oct. 2006). *The IAU Resolutions on Planet Definition*. International Astronomical Union. DOI: 10.2514/6.IAC-06-LBN.5.01.
- Perryman, Michael (2018). *The Exoplanet Handbook*. 2nd ed. Cambridge University Press. DOI: 10.1017/9781108304160.
- Piaulet, Caroline et al. (Dec. 2022). “Evidence for the volatile-rich composition of a 1.5-Earth-radius planet”. In: *Nature Astronomy*. DOI: 10.1038/s41550-022-01835-4. URL: <https://doi.org/10.1038/s41550-022-01835-4>.
- Pollack, James B. and D. Courtney Black (1982). “Noble gases in planetary atmospheres: Implications for the origin and evolution of atmospheres”. In: *Icarus* 51, pp. 169–198.
- Prinn, R.G. et al. (2001). “Evidence for Substantial Variations of Atmospheric Hydroxyl Radicals in the Past Two Decades”. In: *Science* 292, p. 1882. DOI: 10.1126/science.1058673.
- Roddiier, Francois (1999). *Adaptive Optics in Astronomy*. Cambridge University Press. DOI: 10.1017/CB09780511525179.
- Shu, Frank H., Fred C. Adams, and Susana Lizano (Jan. 1987). “Star formation in molecular clouds: observation and theory.” In: *Annual Review of Astronomy and Astrophysics* 25, pp. 23–81. DOI: 10.1146/annurev.aa.25.090187.000323.
- Simoncini, E., N. Virgo, and A. Kleidon (2013). “Quantifying drivers of chemical disequilibrium: theory and application to methane in the Earth’s atmosphere”. In: *Earth System Dynamics* 4.2, pp. 317–331. DOI: 10.5194/esd-4-317-2013. URL: <https://esd.copernicus.org/articles/4/317/2013/>.
- Snellen et al. (2015). “Combining high-dispersion spectroscopy with high contrast imaging: Probing rocky planets around our nearest neighbors”. In: *A&A* 576, A59. DOI: 10.1051/0004-6361/201425018. URL: <https://doi.org/10.1051/0004-6361/201425018>.
- Stevens, Daniel J. and B. Scott Gaudi (2013). “A Posteriori Transit Probabilities”. In: *Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 125.930, pp. 933–950. URL: <http://www.jstor.org/stable/10.1086/672572> (visited on 06/01/2023).
- Tamai, Roberto et al. (2022). “Status of the ESO’s ELT construction”. In: *Ground-based and Airborne Telescopes IX*. Ed. by Heather K. Marshall, Jason Spyromilio, and Tomonori Usuda. Vol. 12182. International Society for Optics and Photonics. SPIE, 121821A. DOI: 10.1117/12.2631613. URL: <https://doi.org/10.1117/12.2631613>.

- Thompson, Maggie A. et al. (2022). “The case and context for atmospheric methane as an exoplanet biosignature”. In: *Proceedings of the National Academy of Sciences* 119.14, e2117933119. DOI: 10.1073/pnas.2117933119. eprint: <https://www.pnas.org/doi/pdf/10.1073/pnas.2117933119>. URL: <https://www.pnas.org/doi/abs/10.1073/pnas.2117933119>.
- Tuomi, Mikko, Hugh R. A. Jones, Guillem Anglada-Escud’e, et al. (2019). “Frequency of planets orbiting M dwarfs in the Solar neighbourhood”. In: *arXiv: Earth and Planetary Astrophysics*.
- Tuomi, Mikko, Hugh R. A. Jones, John R. Barnes, et al. (May 2014). “Bayesian search for low-mass planets around nearby M dwarfs – estimates for occurrence rate based on global detectability statistics”. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 441.2, pp. 1545–1569. DOI: 10.1093/mnras/stu358. eprint: <https://academic.oup.com/mnras/article-pdf/441/2/1545/3626324/stu358.pdf>. URL: <https://doi.org/10.1093/mnras/stu358>.
- Villanueva, G. L. et al. (Sept. 2018). “Planetary Spectrum Generator: An accurate online radiative transfer suite for atmospheres, comets, small bodies and exoplanets”. In: *Journal of Quantitative Spectroscopy and Radiative Transfer* 217, pp. 86–104. DOI: 10.1016/j.jqsrt.2018.05.023.
- Wang, J. et al. (2017). *A Four Planet System in Orbit, Directly Imaged and Remarkable*. URL: <https://manyworlds.space/2017/01/24/a-four-planet-system-in-orbit-directly-imaged-and-remarkable/>.
- Wolszczan, A. and D. A. Frail (Jan. 1992). “A planetary system around the millisecond pulsar PSR1257 + 12”. In: *Nature* 355.6356, pp. 145–147. DOI: 10.1038/355145a0.
- Zeng, Li et al. (2019). “Growth model interpretation of planet size distribution”. In: *Proceedings of the National Academy of Sciences* 116.20, pp. 9723–9728. DOI: 10.1073/pnas.1812905116. eprint: <https://www.pnas.org/doi/pdf/10.1073/pnas.1812905116>. URL: <https://www.pnas.org/doi/abs/10.1073/pnas.1812905116>.