

L'eau dans le système solaire

Communication présentée au colloque :

« *Or bleu, indispensable, inodore et sans saveur* »

Institut de mathématique de l'Université de Liège, le vendredi 3 décembre 2010

Thérèse ENCRENAZ

LESIA, Observatoire de Paris, CNRS, UPMC, UPD

Résumé

L'étude de l'eau dans le système solaire montre que cette molécule a joué un rôle très important dans ses processus de formation et d'évolution. Au moment de la naissance des planètes, la ligne de condensation de l'eau a marqué la frontière entre les planètes telluriques et les planètes géantes. A travers ses différents états, l'eau a aussi joué un rôle majeur dans l'évolution divergente de Vénus, de la Terre et de Mars. L'eau est un constituant majeur du système solaire extérieur et en particulier des comètes ; l'étude du rapport D/H et du rapport ortho-para de l'eau a permis de contraindre leur température de formation. Enfin, l'eau a été détectée dans certaines exoplanètes proches de leur étoile ; cette recherche va s'intensifier dans les années à venir, avec la perspective de découvrir peut-être un jour des planètes habitables, voire même de mettre en évidence d'éventuels signes de vie.

Introduction

L'eau est présente sur la Terre sous ses trois états, solide, liquide et vapeur. Est-elle aussi présente dans l'Univers, et sous quelle forme? Au cours des dernières décennies, grâce aux observatoires spatiaux, nous avons considérablement élargi notre connaissance de l'eau extraterrestre. Les satellites ISO (Infrared Space Observatory) puis Spitzer ont pu étudier l'eau dans les astres à partir de son spectre infrarouge sans être gênés par l'atmosphère terrestre qui rend ces observations très difficiles depuis la Terre. Ils ont ainsi découvert que l'eau est omniprésente dans l'Univers: on la trouve dans les planètes, les comètes, le milieu interstellaire, les étoiles jeunes ou évoluées jusqu'aux galaxies lointaines, et même dans les taches solaires...

D'un point de vue astrophysique, la présence de l'eau en quantités abondantes n'est pas une surprise. Elle est en effet constituée de deux atomes particulièrement abondants, l'hydrogène (de loin l'atome le plus abondant dans l'Univers) et l'oxygène (cent fois moins abondant, mais néanmoins l'atome le plus abondant après l'hydrogène et l'hélium). Fait remarquable, l'eau extraterrestre détectée par spectroscopie est toujours observée sous forme de vapeur ou de glace. Ceci n'exclut pas la présence possible d'eau liquide ailleurs que sur Terre dans certains milieux astrophysiques: d'une part dans les atmosphères d'exoplanètes de type terrestre, si celles-ci existent; d'autre part, dans l'intérieur des satellites extérieurs du système solaire ou d'éventuels autres systèmes planétaires, sous des conditions de température et de pression plus élevées compatibles avec sa présence.

Que peut nous apprendre l'étude de l'eau dans les astres? Tout d'abord, elle nous renseigne sur la composition chimique des objets observés (atmosphères ou surfaces) ainsi que sur leurs propriétés physiques (température, pression). Ensuite, l'étude de ses isotopes, et particulièrement l'eau lourde HDO, est un précieux diagnostic des conditions de formation et d'évolution des objets astrophysiques. Par rapport à sa valeur protosolaire ($2 \cdot 10^{-5}$), le rapport D/H est en effet enrichi dans les glaces, comme en témoignent les observations en laboratoire et l'étude du milieu interstellaire. Dans le système solaire extérieur, un rapport D/H élevé indique donc pour l'objet étudié une formation à basse température; c'est le cas des comètes. Un autre paramètre intéressant pour les astrophysiciens est le rapport ortho-para (celui-ci traduit la fraction de molécules d'eau présentes dans chacun de ces deux états, qui dépendent de l'orientation du spin des deux atomes d'hydrogène de la molécule d'eau). Les transitions spectroscopiques de l'eau dans chacun de ces deux états sont légèrement décalées, ce qui permet la mesure de ce rapport. Or celui-ci est un indicateur de la température à laquelle la molécule a été synthétisée, ce qui nous fournit un autre indice des conditions de formation du corps étudié; la mesure a été réalisée dans le cas de plusieurs comètes.

Comment observer l'eau dans l'Univers? La méthode utilisée par les astronomes est celle du sondage à distance par spectroscopie infrarouge. La molécule d'eau présente trois modes fondamentaux de vibration correspondant à des longueurs d'onde situées respectivement à 2,73, 2,66 et 6,27 microns. Les bandes spectrales de l'eau, dans ces domaines spectraux, présentent des séries de transitions bien identifiées au laboratoire qui permettent aisément d'identifier la vapeur d'eau dans les spectres astrophysiques. À plus grandes longueurs d'onde, le spectre rotationnel de l'eau présente lui aussi des transitions intenses, aisément identifiables jusqu'au domaine radio. Du fait de la présence de vapeur d'eau dans l'atmosphère terrestre, il est très difficile d'observer depuis la Terre la vapeur d'eau dans des spectres astrophysiques. En revanche, les signatures spectrales de la glace d'eau, légèrement décalées en longueur d'onde, peuvent être observées depuis le sol.

Le présent article décrit le rôle majeur joué par l'eau dans la formation et l'évolution du système solaire. Il présente le scénario de formation du système solaire et l'influence décisive de l'eau dans la naissance de deux classes distinctes de planètes, les telluriques et les géantes. Il décrit ensuite les objets du système solaire, où la glace d'eau est prédominante, puis les planètes telluriques, ainsi que l'influence de l'eau, dans ses différents états, dans leurs évolutions divergentes. Enfin il conclut sur la recherche de l'eau dans les planètes extrasolaires et son rôle dans la quête de la vie extraterrestre.

La formation du système solaire et la ligne des glaces

Il est généralement admis de nos jours que le système solaire est né de l'effondrement d'un fragment de nuage interstellaire en rotation qui, sous l'effet de sa propre gravité, s'est effondré en un disque perpendiculaire à son axe de rotation. Le futur Soleil s'est formé par accrétion de la matière centrale tandis que les planètes se sont formées au sein du disque à partir de particules solides, d'abord par le jeu de collisions multiples puis, pour les plus gros embryons, par gravité et capture de la matière environnante. Ce modèle, énoncé dès le XVIII^{ème} siècle par Kant et Laplace, repose sur un constat simple: les orbites planétaires sont toutes quasi coplanaires, circulaires et concentriques; les planètes évoluent toutes dans le même sens, qui est aussi celui de la rotation du Soleil sur lui-même. Au cours des dernières

décennies, les observations des jeunes étoiles qui nous entourent ont conforté ce scénario. Il apparaît que plus de la moitié d'entre elles sont entourées d'un disque, dont les propriétés physiques et dynamiques ont pu être modélisées. Selon les modèles couramment en vigueur, les exoplanètes découvertes depuis une quinzaine d'années se forment au sein de ces disques protoplanétaires.

Quelle était la composition du disque protosolaire? Conformément aux abondances cosmiques, l'hydrogène devait y être très largement prépondérant (75% en masse), suivi de l'hélium (environ 23%), suivi de l'ensemble des éléments plus lourds (moins de 2%), à commencer par les éléments du cycle (C, N, O), puis les éléments encore plus lourds, de moins en moins abondants. Au sein du disque protoplanétaire, les embryons planétaires se sont formés à partir du matériau solide disponible. À proximité du Soleil, en deçà de 2 UA, à une température de quelques centaines de degrés Kelvin, la matière sous forme solide n'était constituée que des composants silicatés et métalliques, dont la quantité était limitée comme l'indiquent les abondances cosmiques; ainsi sont nées les planètes telluriques, de faible masse (inférieure ou égale à une masse terrestre) et de densité élevée (Table 1). En revanche, à quelques UA, la température, inférieure à 200 K, est devenue suffisamment basse pour permettre la condensation des molécules simples les plus abondantes telles que H₂O, NH₃, CH₄, CO₂, H₂S.... Le processus d'accrétion a alors permis la constitution de gros noyaux solides pouvant atteindre 10 à 15 masses terrestres. Leur champ de gravité s'est avéré suffisant pour provoquer l'effondrement gravitationnel de la nébuleuse environnante, principalement constituée d'hydrogène et d'hélium. C'est ainsi que sont nées les planètes géantes, très massives et volumineuses mais de faible densité (Table 1), entourées, dans leur plan équatorial, d'un cortège de satellites et d'un système d'anneaux.

Table 1: Propriétés physiques et orbitales des planètes du système solaire

| Planet | SMA(AU) | R(R _E) | M(M _E) | d(g/cm ³) | P(y) |
|---------|---------|--------------------|--------------------|-----------------------|-------|
| Mercury | 0.4 | 0.38 | 0.05 | 5.44 | 0.24 |
| Venus | 0.7 | 0.95 | 0.81 | 5.25 | 0.61 |
| Earth | 1.0 | 1.00 | 1.00 | 5.52 | 1.00 |
| Mars | 1.5 | 0.53 | 0.11 | 3.94 | 1.88 |
| Jupiter | 5.2 | 11.2 | 317.8 | 1.24 | 11.85 |
| Saturn | 9.5 | 9.4 | 95.1 | 0.63 | 29.42 |
| Uranus | 19.9 | 4.0 | 14.6 | 1.21 | 83.75 |
| Neptune | 30.1 | 3.8 | 17.2 | 1.67 | 163.7 |

Dans cette séquence de condensation, l'eau a joué un rôle majeur, et ceci pour deux raisons. D'une part, l'eau a dû particulièrement abondante, du fait des abondances cosmiques élevées

de l'hydrogène et de l'oxygène. D'autre part, parmi les molécules simples, l'eau est la première molécule à condenser lorsque la température décroît (Fig. 1). C'est donc la condensation de l'eau, aux environs de 180 K, qui marque la limite de la "ligne des glaces" qui sépare les planètes telluriques des planètes géantes.

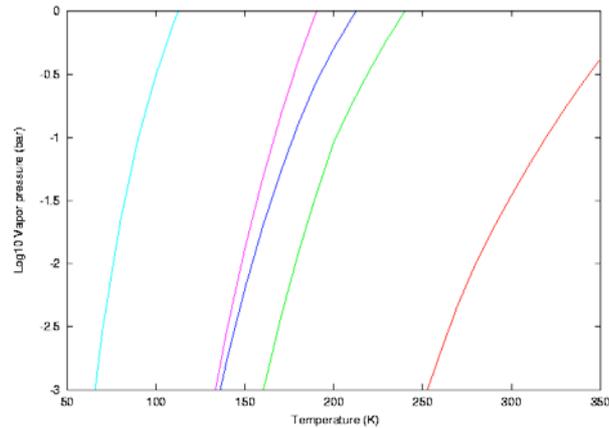


Figure 1 : Courbes de saturation de quelques molécules simples. De droite à gauche: H₂O, NH₃, H₂S, CO₂, CH₄. On voit que l'eau est la première molécule à condenser lorsque la température décroît (d'après T. Encrenaz, Ann. Rev. Astron. Astrophys. 46, 57, 2008).

Quelle évidence observationnelle avons-nous pour valider le modèle de formation des planètes par accrétion? Un diagnostic nous est fourni par la composition atmosphérique des planètes géantes. Supposons en effet que ces planètes géantes se soient formées directement par effondrement d'un fragment de nuage protosolaire; les abondances mesurées dans leur atmosphères devraient être conformes aux abondances cosmiques. En revanche dans le second scénario, un enrichissement en éléments lourds (l'élément "lourd" étant défini comme de masse atomique supérieure à celle de l'hélium) doit être observé, correspondant à la contribution du noyau de glaces initial. Selon les abondances cosmiques, la fraction globale des éléments lourds est de l'ordre de 2%. A partir de la masse totale des planètes géantes, il est possible de calculer l'enrichissement en éléments lourds attendu dans l'hypothèse d'un noyau initial de 12 masses terrestres (ce calcul simple fait l'hypothèse d'un piégeage égal de toutes les éléments lourds sous forme de glace, et d'une homogénéisation de ces éléments suite à l'effondrement de la sub-nébuleuse). La Table 2 indique les enrichissements en éléments lourds prédits par le modèle de nucléation, comparés aux observations. Dans le cas de Jupiter, plusieurs éléments ont pu être mesurés par spectroscopie de masse grâce à la sonde de descente Galileo qui a pénétré l'atmosphère de la planète en 1995 (Fig. 2). Dans le cas des autres planètes géantes, seul le rapport C/H a pu être mesuré, par observations depuis le sol et l'espace. Pour toutes les planètes, l'accord est remarquable, comme l'indiquent les deux dernières colonnes de la Table 2. La même étude peut être faite avec le rapport D/H, mesuré dans les planètes géantes à partir du rapport HD/H₂. Là aussi on observe un enrichissement de ce rapport dans le cas d'Uranus et Neptune, pour lesquelles le noyau initial de glaces représente plus de la moitié de la masse totale, en parfait accord avec le modèle de nucléation.

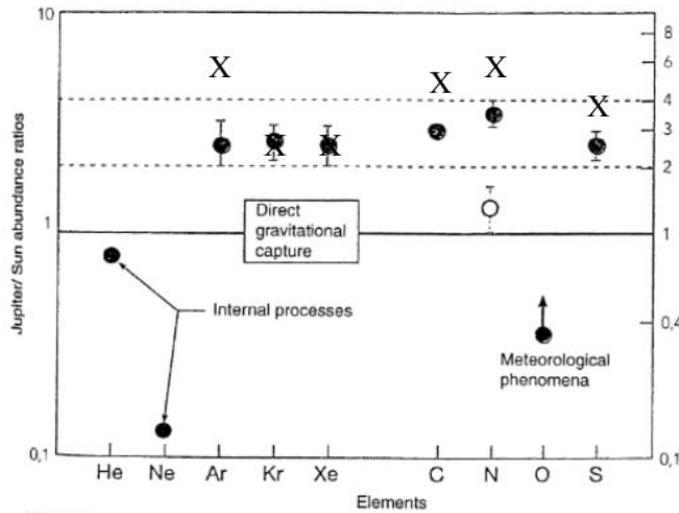


Figure 2 : L'enrichissement en éléments lourds mesuré dans Jupiter par la sonde Galileo. La ligne horizontale à 1.0 correspond à la valeur protosolaire. Dans l'article de Owen et al. (1999), la plupart des éléments indiquent un enrichissement de 3 +/- 1. Trois éléments affichent un comportement différent: He et Ne, susceptibles de condenser dans l'océan d'hydrogène liquide à l'intérieur de Jupiter, et l'oxygène, sans doute appauvri localement suite à des effets de circulation atmosphérique (voir texte). Suite à des mesures ultérieures des abondances solaires, cette valeur a été réévaluée à 4 +/- 2 (Owen et Encrenaz, 2006). Les croix correspondent aux nouvelles estimations. D'après Owen et al. 1999.

Table 2: Enrichissements en éléments lourds dans les planètes géantes par rapport à la valeur protosolaire: modélisation et observations

| Planet | $M_T(M_E)$ | $M_P(M_E)$ | $M_H(M_E)$ | E_T | E_O |
|---------|------------|------------|------------------|-----------------|--------------------------|
| Jupiter | 318 | 6 | 18 (± 3) | 3 (± 0.5) | 3 (GPMS) |
| Saturn | 95 | 2 | 14 (± 3) | 7 (± 1.5) | 7 (CH ₄) |
| Uranus | 15 | 0.06 | 12.1 (± 3) | 40 (+10,-5) | 20-50 (CH ₄) |
| Neptune | 17 | 0.1 | 12.1 (± 3) | 35 (+9,-5) | 20-50 (CH ₄) |

M_C = Masse du noyau initial (12 +/- 3 masses terrestres) ; M_T = Masse totale de la planète

M_P = Masse des éléments lourds dans la sub-nébuleuse accrétée = $(M_T - M_C) \times 0.02$

M_H = Masse totale des éléments lourds dans la planète = $M_C + M_P$

E_T = Enrichissement en éléments lourds attendu par le modèle de nucléation = $M_H / (M_P \times 0.02)$

E_O = Enrichissement observé

Note : Ces résultats reprennent l'étude de Owen et al. (1999) des abondances élémentaires mesurées dans Jupiter par la sonde Galileo. Dans ce calcul, la fraction en masse des éléments lourds, en accord avec les abondances solaires de l'époque, est supposée égale à 2%. Des mesures plus récentes des

abondances solaires ont amené de légères modifications des valeurs ci-dessus, sans modifier l'accord entre le modèle et les observations (Owen et Encrenaz, 2006).

L'eau dans le système solaire extérieur

Selon le modèle décrit ci-dessus, l'eau doit être présente dans tous les objets du système solaire extérieur, formés au-delà de la ligne des glaces. C'est bien ce que l'on observe dans les planètes géantes où l'eau est présente à la fois dans la troposphère profonde et dans la haute stratosphère. Quant aux petits corps du système solaire extérieur - satellites, comètes, objets trans-neptuniens - ils sont, à de rares exceptions près, majoritairement constitués de glace d'eau.

Les planètes géantes

La présence d'eau dans la troposphère de Jupiter, détectée par spectroscopie infrarouge depuis les sondes Voyager, n'est pas une surprise puisque l'eau fait partie des molécules dont la présence est prédite par les modèles d'équilibre thermochimique. Il est difficile de déduire le rapport O/H de l'abondance de l'eau car celle-ci condense à un niveau de pression de quelques bars et il est très difficile de sonder sous ce nuage d'eau. En 1995 la sonde Galileo a mesuré l'abondance d'un grand nombre d'éléments dont l'oxygène. Nous avons vu que dans plusieurs cas, un enrichissement d'un facteur 3 a été mesuré (Fig. 2): il s'agit du carbone, de l'azote, du soufre et de trois gaz rares (Ar, Kr et Xe). En revanche, dans le cas de l'oxygène, une valeur inférieure a été mesurée. Comment expliquer ce paradoxe? Il trouve son explication dans la complexité de la circulation atmosphérique de Jupiter, gouvernée par une convection à petite échelle qui fait alterner des régions de dynamique ascendante et des régions de subsidence. La sonde Galileo a plongé dans l'une de celles-ci, particulièrement sèche et dénuée de nuages. La mesure de l'oxygène obtenue par Galileo n'est donc pas représentative de l'atmosphère profonde de la planète. Pour mesurer ce rapport O/H, il faut sonder à des pressions de plusieurs dizaines de bars; ce sera l'un des objectifs de la mission Juno qui sera lancée par la NASA en 2011.

Dans le cas de Saturne, la situation est analogue. La vapeur d'eau a été détectée par le satellite ISO, aussi par spectroscopie infrarouge et également en de faibles quantités. La cause en est sans doute, comme dans le cas de Jupiter, une circulation convective complexe. Dans le cas d'Uranus et de Neptune, il n'est pas possible de mesurer la vapeur d'eau car, selon les modèles thermochimiques, il faudrait sonder l'atmosphère à des pressions supérieures à la centaine de bars pour atteindre les couches situées sous le nuage de H₂O.

Si la présence de vapeur d'eau était attendue dans la troposphère des planètes géantes, sa découverte dans leur stratosphère a créé la surprise. En 1997, le satellite ISO a détecté, d'abord sur Uranus puis sur les autres planètes géantes ainsi que sur Titan, une succession de transitions rotationnelles de la vapeur d'eau en émission entre 30 et 45 microns. La signature spectrale en émission des raies de H₂O indiquait qu'elles étaient formées dans la stratosphère, dans la région où la température augmente avec l'altitude. Comment expliquer la présence de l'eau à une telle altitude? Elle ne peut venir de l'intérieur car il existe, entre la troposphère et la stratosphère des planètes géantes, une région appelée tropopause où la température est minimale. Or cette température (110 K pour Jupiter, 90 K pour Saturne, 50 K pour Uranus et Neptune) crée un piège froid où l'eau venant des couches profondes doit nécessairement

condenser. L'eau stratosphérique des planètes géantes doit donc avoir une origine externe. Deux sources possibles ont été proposées: une source locale provenant des satellites et des anneaux, et une source interplanétaire consistant en un flux de micrométéorites, voire de comètes. La collision de la comète Shoemaker-Levy avec Jupiter, en juillet 1994, illustre que de tels événements peuvent se produire, et qu'ils peuvent alimenter la stratosphère des planètes géantes en nouvelles molécules, dont l'eau. Suite aux observations de ISO, l'eau stratosphérique de Jupiter et de Saturne a été observée à nouveau par le biais de transitions submillimétriques avec les satellites SWAS, Odin et plus récemment Herschel.

Les satellites extérieurs et les systèmes d'anneaux

La plupart des satellites extérieurs ont une densité comprise entre 1.0 et 2.6 g/cm³ ce qui traduit qu'ils sont pour une bonne part constitués de glace d'eau. C'est le cas des satellites galiléens avec une exception notable, celle de Io. Ce satellite, très proche de Jupiter et soumis à d'intenses forces de marée, a une énergie interne suffisante pour remodeler en permanence sa surface au moyen d'un volcanisme actif, découvert en 1979 par les sondes Voyager. Europe, le second satellite par ordre de distance à Jupiter, présente un cas particulièrement intéressant. Il est lui aussi soumis aux forces de marée de Jupiter et, selon les modèles, celles-ci génèrent une énergie suffisante pour que, sous la couche de glace de la surface, l'eau soit sous forme liquide. Cet océan pourrait être en contact direct avec le noyau silicaté, ce qui ouvre d'intéressantes perspectives pour l'exobiologie. Plusieurs indices favorisent cette hypothèse: la structure des plaques de glace de la surface qui semblent s'être déplacées au-dessus d'un milieu visqueux voire liquide; la présence d'un champ magnétique induit qui pourrait être généré dans un océan liquide salé. Les deux autres satellites galiléens, plus éloignés de Jupiter, pourraient eux aussi posséder un océan d'eau liquide mais, selon les modèles, celui-ci serait sans doute piégé entre deux couches de glace, ce qui limiterait leur intérêt du point de vue de l'exobiologie. L'intérêt suscité par le satellite Europe est tel qu'après la mission Galileo, en opération entre 1995 et 2003, une ambitieuse mission spatiale est à l'étude, à l'ESA et à la NASA, pour explorer le système de Jupiter et plus spécialement Europe et Ganymède à l'horizon 2020.

Au sein du système de Saturne, deux satellites attirent l'attention. Le premier est le plus gros d'entre eux, Titan, le seul satellite à posséder une atmosphère dense. La surface de Titan est en permanence cachée sous une épaisse couche d'aérosols; c'est la mission Voyager qui, en 1980, nous a dévoilé la nature de son atmosphère. Avec une composition dominée par l'azote et une pression de 1,5 bars en surface, Titan présente une certaine analogie avec la Terre. De plus, la découverte dans son atmosphère d'hydrocarbures et de nitriles ont amené les astronomes à considérer ce satellite comme un laboratoire potentiel de chimie prébiotique. Une nouvelle mission, Cassini, a été menée conjointement par la NASA et par l'ESA pour une exploration plus poussée de ce satellite. Le 14 janvier 2005, la sonde Huygens s'est posée sur le sol de Titan et nous a envoyé les premières images de sa surface. Celle-ci est apparue relativement plane, recouverte d'un dépôt d'hydrocarbures et parsemée de galets érodés, vraisemblablement constitués de glace d'eau.

La mission Cassini nous a révélé une autre surprise. Le petit satellite Encelade (d'un diamètre d'environ 500 km) montre, au voisinage du pôle sud, une activité cryovolcanique dominée par l'eau. Celle-ci a d'abord été mise en évidence par une déviation du champ magnétique à proximité du satellite, puis par la détection de plumes (Fig. 3), composées majoritairement de vapeur d'eau, ainsi que le relief particulier et l'élévation de température du pôle sud. Le

satellite Encelade est situé à l'extérieur des anneaux principaux de Saturne, à proximité immédiate du petit anneau E dont il est vraisemblablement la source.

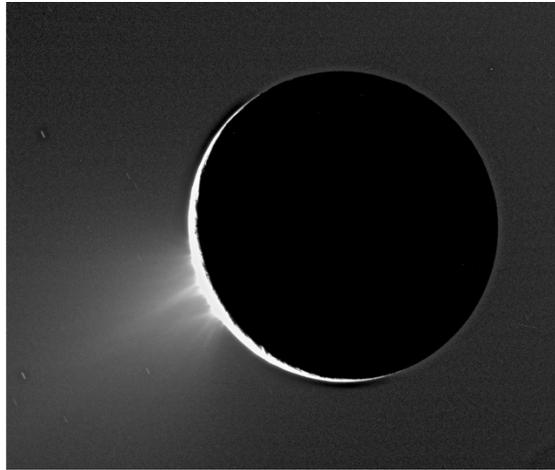


Figure 3 : Le satellite Encelade observé par la caméra de l'orbiteur de la sonde Cassini. Des éjections de gaz sont visibles sur le limbe du satellite. La composition de ces plumes est dominée par la vapeur d'eau ((c)NASA)

Parmi les satellites d'Uranus et Neptune, il faut mentionner Miranda, satellite proche d'Uranus qui présente les signes d'une intense activité tectonique passée, difficile à expliquer compte tenu de la taille relativement petite du satellite. Triton, satellite de Neptune à l'orbite irrégulière, probablement capturé par dans le champ gravitationnel de Neptune, présente lui aussi un cryovolcanisme sans doute actif, et une atmosphère stable très ténue d'azote moléculaire, avec une petite contribution de méthane.

Comme les satellites extérieurs, les systèmes d'anneaux sont essentiellement constitués de glace d'eau. Une exception cependant: les anneaux de Jupiter, très ténus, riches en éléments lourds et probablement alimentés par les satellites internes les plus proches de Jupiter. Les systèmes d'anneaux d'Uranus et de Neptune, très ténus eux aussi, sont beaucoup plus sombres que ceux de Saturne. À l'image des satellites extérieurs de ces deux planètes, ils sont probablement recouverts d'un dépôt hydrocarboné produit par l'irradiation des glaces par les rayons cosmiques et les particules très énergétiques.

Pluton et les objets transneptuniens

Pluton n'a pas encore fait l'objet d'une exploration spatiale; celle-ci interviendra en 2015 avec le passage de la sonde New Horizons de la NASA. Notre connaissance du satellite repose donc sur des observations depuis le sol. Il s'agit d'une campagne d'occultations mutuelles du système Pluton-Charon dans les années 1980, puis d'observations spectroscopiques dans l'infrarouge proche.

Pluton présente une ressemblance frappante avec Triton, le satellite de Neptune survolé par Voyager 2. Observé depuis les années 1980, alors qu'il était proche de son périhélie, Pluton était entouré d'une atmosphère stable d'azote moléculaire, avec une pression de surface de l'ordre de la dizaine de microbars et une petite contribution de méthane. À la surface, les

glaces de N₂, CH₄, CO, CO₂ et H₂O ont été observées. Pluton possède un satellite, Charon, trop petit pour conserver une atmosphère stable. Sa surface est surtout constituée de glace d'eau ce qui le rapproche des satellites d'Uranus.

C'est à partir de 1992 qu'a commencé la découverte des objets transneptuniens (TNOs), avec la détection du premier d'entre eux par D. Jewitt et J. Luu. Leur découverte avait été prédite plusieurs décennies auparavant par K. Edgeworth puis G. Kuiper, sur la base d'arguments de dynamique: la présence d'une population d'objets au-delà de Neptune - aujourd'hui appelée la ceinture de Kuiper - était le réservoir supposé de la population des comètes à faible inclinaison et courte période.

Aujourd'hui plus de 1300 objets ont été découverts, suite à des campagnes d'observations systématiques d'imagerie à grand champ menées sur plusieurs décennies. Parmi les objets transneptuniens, environ 12% sont des objets qui, comme Pluton, sont en résonance 3:2 avec Neptune ce qui démontre que Pluton fait bien partie de cette famille.

Les spectres infrarouges des TNOs sont d'une grande variété. Certains sont dénués de signatures spectrales, d'autres montrent des bandes d'absorption correspondant à plusieurs types de glaces, dont H₂O, CH₄ et CH₃OH. Les objets transneptuniens sont considérés comme les vestiges du nuage protosolaire à partir duquel les planètes se sont formées, d'où l'intérêt particulier suscité par leur étude.

L'eau des comètes

Avec une fraction en masse de 80%, les comètes sont les objets du système solaire les plus riches en eau. Formées au delà de la ligne des glaces, elles se sont regroupées en deux réservoirs bien distincts. Les objets situés à proximité des planètes géantes ont été éjectés vers l'extérieur, du fait des perturbations gravitationnelles liées aux planètes géantes. Elles ont peuplé le nuage de Oort, sorte de vaste coquille située à 40000 UA du Soleil. Occasionnellement, une comète est réinsérée dans le système solaire interne par le jeu de nouvelles perturbations et son orbite peut se stabiliser: c'est le cas de la comète de Halley. Les comètes formées au delà de Neptune peuplent la ceinture de Kuiper.

Loin du Soleil, les comètes ne sont constituées que de leur noyau, dont le diamètre excède rarement la dizaine de km. Lorsqu'elles approchent du Soleil, la glace de leur surface se sublime et dégaze les molécules parentes qui sont ensuite dissociées en radicaux, atomes et ions par le rayonnement visible et ultraviolet du Soleil. Ces espèces secondaires ont été détectées par spectroscopie dès le début du XX^{ème} siècle. Depuis les années 1980, les molécules mères ont pu elles aussi être identifiées par spectroscopie infrarouge et millimétrique. En 1986, l'exploration de la comète de Halley a été une étape décisive, avec la première observation d'un noyau cométaire (Fig. 4), la détection de H₂O (dont la présence était depuis longtemps suspectée, en particulier par F. Whipple), HCN, CO₂, CO, ainsi que des hydrocarbures complexes, saturés et non saturés. L'apparition en 1997 d'une nouvelle comète particulièrement volumineuse, Hale-Bopp, a permis l'identification d'une vingtaine de molécules mères.



Figure 4 : Le noyau de la comète de Halley observé par la sonde européenne Giotto le 13 mars 1986. Les astronomes découvrent pour la première fois l'image d'un noyau cométaire. Celui-ci est de forme irrégulière (15 x 7.5 x 8.5 km) et recouvert d'un dépôt sombre d'hydrocarbures. L'albédo de l'objet n'est que 0.04. La vapeur d'eau s'échappe en quelques points localisés de la surface d'où sortent des jets. ((c)ESA).

Les mesures de la vapeur d'eau, réalisées à la fois dans le domaine submillimétrique et dans l'infrarouge proche, nous ont permis de mieux comprendre l'environnement thermodynamique des comètes (physico-chimie de la coma, vitesse d'échappement des gaz) mais aussi d'obtenir une information sur leurs conditions de formation. Le rapport D/H mesuré sur trois comètes de Oort (dont Halley et Hale-Bopp) ont indiqué une valeur élevée ($3 \cdot 10^{-4}$, soit 15 fois la valeur protosolaire). De plus, les mesures du rapport ortho-para de H_2O ont permis de déduire une température de formation très basse, inférieure à 30 K. Ces résultats témoignent du fait que les comètes observées se sont formées dans un environnement très froid, à plusieurs dizaines d'UA.

Nous avons mentionné au début de cet article la présence inattendue de vapeur d'eau dans les taches solaires. Or la température de celles-ci est estimée à plus de 3000 K, à la limite de stabilité de la molécule. Comment expliquer sa présence? Une explication possible est liée aux comètes qui viennent régulièrement "tomber" sur le Soleil, happées par son champ de gravité; le satellite SOHO en a dénombré une centaine chaque année.

L'eau dans les planètes telluriques

Telles qu'elles nous apparaissent aujourd'hui, les atmosphères des planètes telluriques apparaissent très différentes les unes des autres. Sur Vénus, recouverte en permanence d'une épaisse couche de nuages d'acide sulfurique, la température de surface atteint 730 K et la pression y est de 90 bars; sur Mars, la température moyenne est de 220 K et la pression, fortement variable, est en moyenne de 6 millibars. Avec une température moyenne de 288 K et une pression de 1 bar, la Terre occupe une position intermédiaire. Vénus et Mars présentent cependant un point commun: la composition de leur atmosphère, dominée à 95% par le gaz carbonique, avec quelques pourcents d'azote moléculaire et des traces de CO et de H_2O . Il est probable que Vénus, la Terre et Mars ont connu à l'origine une composition atmosphérique

primitive comparable. Pourquoi ces atmosphères ont-elles évolué vers des destins si divergents? C'est l'une des grandes questions de la planétologie d'aujourd'hui.

Sur Vénus, l'eau n'est présente qu'en infimes quantités (30 ppm sous la couche nuageuse, moins encore au-dessus). Pourtant, la mesure du rapport D/H, obtenu à partir du rapport HDO/H₂O, a montré qu'elle a été beaucoup plus abondante dans le passé. En effet, les mesures infrarouges spectroscopiques réalisées dans la troposphère du côté nuit de la planète ont indiqué un rapport égal à 120 fois la valeur terrestre (Fig. 5). D'autres mesures plus récentes obtenues au-dessus des nuages font état d'une valeur encore plus élevée. Comment expliquer ce résultat? Selon les modèles couramment admis, la cause en est l'échappement différentiel de l'eau au cours de la planète; l'eau lourde HDO s'échappant moins facilement que H₂O, le deutérium s'est progressivement accumulé dans l'atmosphère résiduelle. L'enrichissement en deutérium mesuré aujourd'hui serait donc le signe d'un échappement massif de l'eau au début de l'histoire de la planète. Le jeune Soleil étant sensiblement moins lumineux (70% selon les modèles d'évolution stellaire) que le Soleil actuel, l'eau sur Vénus a pu être sous forme liquide (nous n'avons malheureusement pas de trace possible de cet épisode s'il a existé, car la surface de Vénus, soumise à un volcanisme récent, a été entièrement renouvelée au cours du dernier milliard d'années). A mesure que le flux solaire a augmenté, l'eau a dû se vaporiser pour produire, avec le gaz carbonique lui aussi présent en abondance, un effet de serre très actif et la température de surface a augmenté jusqu'à la valeur actuelle.

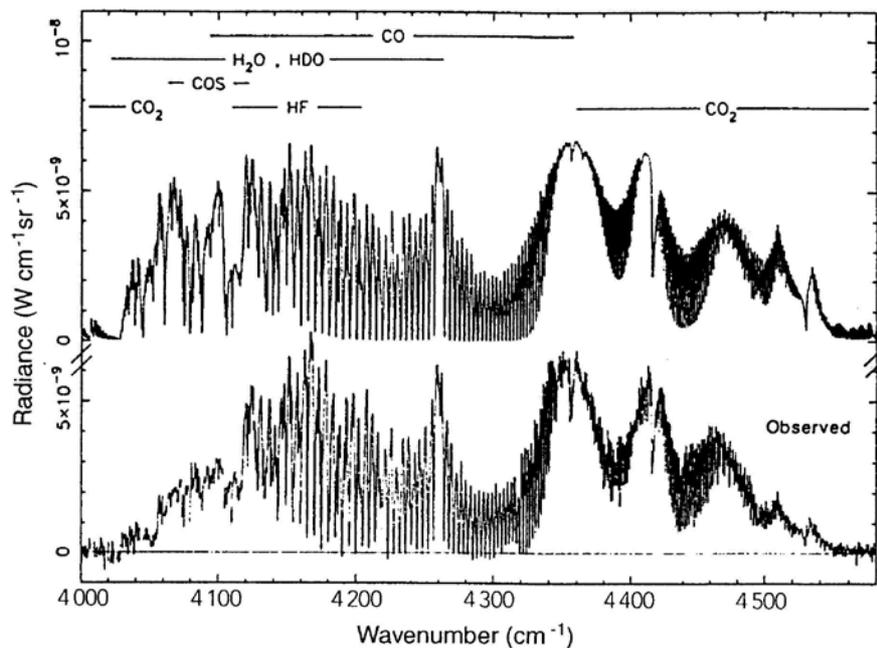


Figure 5 : Le spectre thermique de Vénus dans l'infrarouge proche, mesuré avec le spectromètre à TF du télescope CFH à l'Observatoire de Mauna Kea. Haut: Modélisation; Bas: Observations. Le meilleur accord entre observations et modèles est obtenu pour un rapport D/H égal à 120 fois la valeur terrestre. D'après Bézard *et al.* (1990).

Située à 1 UA du Soleil, la Terre s'est trouvée dotée d'une température compatible avec la présence d'eau liquide. Peut-être a-t-elle connu des épisodes glaciaires au début de son

histoire lorsque le flux solaire était plus faible; mais si c'est le cas, de tels épisodes ont pu être interrompus par des éruptions volcaniques, l'injection de H₂O et de CO₂ dans l'atmosphère provoquant le redémarrage d'un effet de serre modéré. Toujours est-il que la température moyenne de la Terre semble être restée relativement constante au cours de son histoire. Le gaz carbonique, d'abord très abondant, s'est dissous au fond des océans sous forme de calcaire et l'effet de serre est resté modéré. Suite à l'apparition de la vie, l'oxygène est apparu pour devenir après l'azote le second constituant atmosphérique.

D'où provient l'eau des océans terrestres ? La mesure du rapport D/H (Standard Mean Ocean Water, ou SMOW), égal à $1.5 \cdot 10^{-4}$, nous en donne un indice, par comparaison avec les mesures obtenues sur d'autres objets du système solaire. Cette valeur est 7 fois supérieure à la valeur protosolaire, ce qui nous indique – sans surprise – que l'eau ne provient pas de l'intérieur de la planète ; les éléments volatils de la planète ont donc été accrétés par le champ gravitationnel de la planète. Quelle peut en être l'origine ? L'eau des océans ne peut venir entièrement des comètes, puisque le rapport D/H cométaire, mesuré dans trois comètes de Oort, est deux fois supérieur à la valeur terrestre (voir ci-dessus). En revanche, celle-ci est en bon accord avec le rapport D/H mesuré dans certaines météorites, des chondrites carbonées dont les corps parents semblent provenir de la zone extérieure de la ceinture astéroïdale principale. Ce résultat devra être confirmé lorsque le rapport D/H aura aussi été mesuré sur des comètes de Kuiper, ce que devrait faire dans un avenir proche le satellite Herschel, opérationnel depuis 2009.

Le cas de Mars est différent pour deux raisons. D'une part, la planète est plus éloignée du Soleil et donc plus froide; d'autre part, elle est sensiblement moins massive (sa masse est le dixième de la masse terrestre), ce qui implique à la fois un champ de gravité plus faible et une énergie interne moindre que sur Terre. L'atmosphère de Mars est donc sensiblement plus ténue que celle de ses voisines. Elle a toutefois été plus dense, plus humide et plus chaude dans le passé, comme l'atteste la mesure de D/H sur Mars, égal à 5 fois la valeur terrestre. Au début de l'histoire de la planète, l'énergie interne a été suffisante pour générer une intense activité tectonique et volcanique, comme en témoignent les volcans du plateau de Tharsis et l'immense canyon Valles Marineris. L'eau liquide a coulé à cette époque; on retrouve ses traces sous forme de réseaux fluviaux anciens desséchés (Figure 6) et de vallées d'effondrement, ainsi que par la présence de certains minéraux (argiles, sulfates) formés en présence d'eau liquide. Avec l'extinction de la source interne d'énergie, l'activité tectonique et volcanique a cessé, l'atmosphère s'est échappée (selon un mécanisme encore mal compris), l'effet de serre s'est très fortement réduit et la planète s'est refroidie. Aujourd'hui, l'eau présente sur Mars ne peut l'être que sous forme de glace ou de pergélisol.

De nombreuses questions restent ouvertes concernant l'histoire de l'eau sur Mars. Quelle est la quantité d'eau piégée en sous-sol? Quand et combien de temps l'eau liquide a-t-elle coulé à la surface de Mars? Cet épisode a-t-il permis à la vie d'y apparaître et de s'y développer? Si oui, pourrions-nous découvrir des traces de vie fossile? Tels sont les grands enjeux de l'exploration spatiale future de Mars. Dans la lignée du programme spatial actuel, celle-ci va se poursuivre avec une série d'orbiteurs, de modules de descente et de véhicules robotiques. L'objectif pour les prochaines décennies est le retour d'échantillons martiens pour une étude chimique et minéralogique approfondie en laboratoire.



Figure 6 : Exemple de vallées ramifiées à la surface de Mars (Vedra et Maumee Valles, à proximité de Chryse Planitia. Ce réseau présente une forte analogie avec des réseaux de vallées desséchées terrestres, par exemple sur le plateau Hadramaout au Yémen. ((c)NASA)

En conclusion, il apparaît que l'eau, en étant présente sous différents états sur les trois planètes, a joué un rôle majeur dans leurs évolutions respectives. Gazeuse sur Vénus, elle a contribué, avec le gaz carbonique, à alimenter un effet de serre galopant qui a conduit à la température de surface très élevée mesurée aujourd'hui. Liquide sur Terre, elle a permis la dissolution du gaz carbonique sous forme de calcaire, permettant ainsi un effet de serre modéré au cours de son histoire. Solide aujourd'hui sur Mars, suite au refroidissement de la planète, elle a connu une phase liquide dans le passé mais l'énergie interne de la planète n'a pas été suffisante pour entretenir un effet de serre durable.

L'eau dans les disques protoplanétaires et les exoplanètes

Puisque l'eau est présente partout dans l'Univers, il est naturel de s'interroger sur le rôle que cette molécule a pu ou peut jouer dans les systèmes planétaires récemment découverts, ainsi que certains disques circumstellaires.

Il semble exister une analogie entre la ceinture de Kuiper et les disques de débris découverts autour des étoiles proches. Dans le cas de l'étoile Beta Pictoris, l'une des premières autour de laquelle un disque a été découvert, la présence de comètes tombant sur l'étoile a été mise en évidence par l'observation dans l'ultraviolet de raies atomiques montrant un décalage Doppler. Dans le cas de certaines étoiles évoluées (IRC+10216, W Hya), la vaporisation de leur disque, équivalent de notre ceinture de Kuiper pourrait être à l'origine de l'excès de vapeur d'eau observé dans les domaines infrarouge et millimétrique.

Enfin, la question de la présence possible de l'eau est au cœur de la caractérisation des exoplanètes découvertes au cours des deux dernières décennies, dont le nombre approche les 500 (octobre 2010). Grâce aux mesures spectroscopiques des exoplanètes observées par transit (c'est-à-dire celles qui passent devant ou derrière leur étoile), il est maintenant possible d'étudier leur composition atmosphérique. La vapeur d'eau et le méthane ont été détectés dans plusieurs Jupiter chauds, situés très près de leur étoile. À plus long terme, les astronomes

espèrent caractériser les exoplanètes un peu plus éloignées, où la température serait telle que l'eau puisse y être sous forme liquide : c'est ce que l'on appelle la zone d'habitabilité. Lorsque de telles exoplanètes seront identifiées, les astronomes chercheront à y déceler des signes possibles de vie. Le meilleur traceur serait l'ozone, qui présente une bande spectrale intense à 9,6 microns ; cette molécule, produite par la dissociation de O₂, est en effet plus facile à détecter que l'oxygène lui-même, celui-ci étant peu actif d'un point de vue spectroscopique.

Références

- BÉZARD B., de BERGH C., Crisp D., and MAILLARD J.-P., *Nature* **345**, 508-511, 1990
- CASOLI F. et ENCRENAZ T., *Planètes extrasolaires, les nouveaux mondes*. Belin, 2005
- DE PATER I. and LISSAUER J. J., *Planetary science*. Cambridge University Press, 2001
- ENCRENAZ T., *A la recherche de l'eau dans l'Univers*, Belin, 2004
- ENCRENAZ T., *Water in the solar system*. *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* **46**, 57-88, 2008
- ENCRENAZ T., BIBRING J.-P., BLANC M., BARUCCI M.-A., ROQUES F. et ZARKA, P., *Le système solaire*. CNRS-Editions/EDP-Sciences, 2003
- FESTOU M., KELLER H. U., and WEAVER H. A., *Comets II*, University of Arizona Press, 2004
- OLLIVIER M., ENCRENAZ T., ROQUES F., SELSIS F., and CASOLI F., *Planetary systems: Detection, formation and habitability of extrasolar planets*. Springer, 2009
- OWEN T. and ENCRENAZ T., *Plan. Space Sci.* **54**, 1188-1196, 2006
- OWEN T., MAHAFFY P. R., NIEMANN H. B., ATREYA S. K., DONAHUE T. M. *et al.*, *Nature* **402**, 269-271, 1999
- SCHMITT B., de BERGH C., and FESTOU. M., *Solar system ices*. Kluwer, 1998