

γραμματέως τῆς Ἀκαδημίας τῶν Ἐπιστημῶν τῶν Παρισίων, δαπάνη τῆς Union géodésique et géophysique internationale.

Εἰς τὸ δεύτερον τεῦχος περιλαμβάνονται καὶ αἱ συγκριτικαὶ παρατηρήσεις, τὰς ὁποίας ἔκαμεν ὁ συγγραφεὺς ἐντὸς τοῦ κρατῆρος τοῦ Βεζουβίου κατὰ Σεπτέμβριον 1926, καθὼς καὶ εἰς τὰ ἠφαίστεια τῆς Auvergne, πρὸς καλλιτέραν κατανόησιν τῶν φαινομένων τῆς Σαντορίνης.

ΑΝΑΚΟΙΝΩΣΕΙΣ ΜΗ ΜΕΛΩΝ

ASTROPHYSIQUE.—*Sur la constitution de l'atmosphère solaire.*

Note de MM. Seth B. Nicholson et Nicolas G. Perrakis. Présentée par M. D. Éginitis.

Il est établi qu'un grand nombre des éléments connus n'ont pu être rencontrés dans l'atmosphère solaire. Il est intéressant de chercher à se rendre compte si ces absences sont fortuites ou, au contraire, motivées par des raisons de structure atomique, et jusqu'à quel point. C'est là l'objet de la présente note.

Les potentiels critiques des divers éléments étant en relation avec l'apparition de leurs spectres, nous avons comparé la variation du potentiel d'ionisation en fonction du nombre atomique—relation antérieurement établie par l'un de nous¹—à la manière dont les divers éléments présents dans l'atmosphère solaire se succèdent par ordre croissant de nombre atomique.

Dans le graphique ci-dessous, seuls, les éléments représentés par des points entourés de cercles n'ont pu encore être rencontrés dans l'atmosphère solaire, d'après MM. Russel, Dugan et Stewart².

Si l'on examine ce graphique on s'aperçoit immédiatement que les éléments Ne, A, Kr, Xe et tous ceux dont la couche électronique externe est assez chargée d'électrons, F, Cl, Br, I, , n'ont pas pu être rencontrés dans l'atmosphère solaire, tandis qu'au contraire l'existence d'éléments à structure assez éloignée du modèle attribué aux gaz inertes, Li, Na, K, Rb, . . . , paraît nettement établie³.

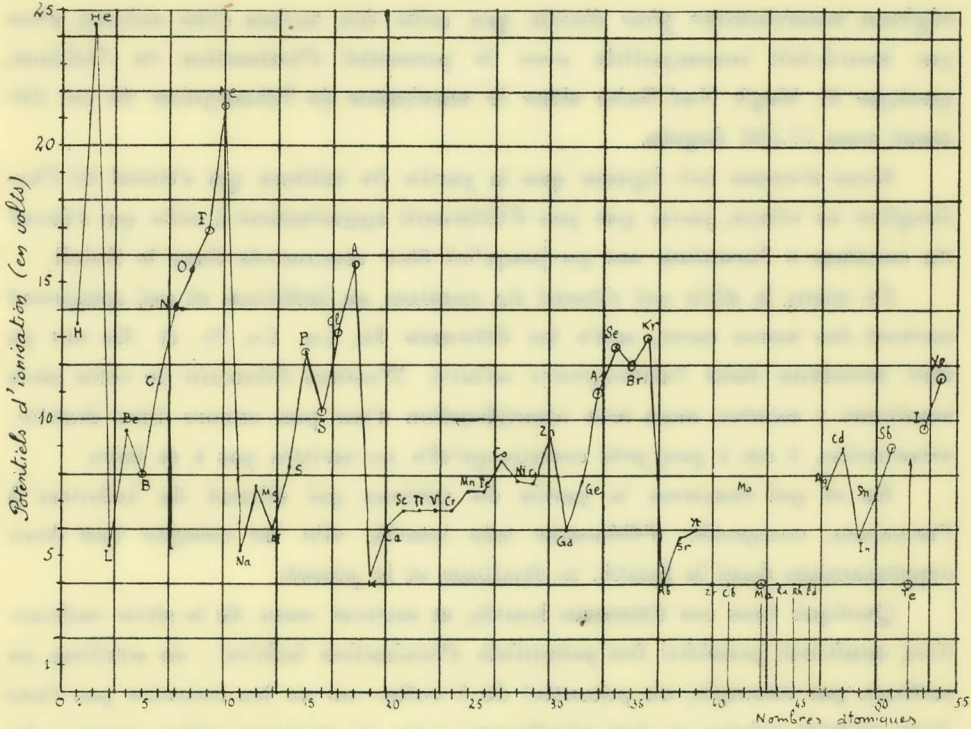
¹ N. Perrakis, Journal de Chimie-Physique, t. 24, 1927, p. 120. Voir aussi C. R. de l'Académie d'Athènes, 1927.

² Astronomy, 1927, p. 503.

³ Faisons remarquer que les éléments compris dans l'intervalle (N° 37, N° 46), dont les potentiels d'ionisation ne sont pas tous connus—doivent pourtant être tous du même ordre de grandeur—ont été tous rencontrés dans le Soleil, à l'exception de l'élément Ma.

Or, les éléments non identifiés, gaz inertes et leurs voisins, sont tous des éléments à potentiel d'ionisation élevé ¹.

Il y a pourtant deux exceptions: l'hélium, quoique possédant de tous les éléments le potentiel d'ionisation le plus élevé, entre dans la composition



du spectre solaire, tandis que le bore, élément à faible potentiel d'ionisation, n'y entre pas.

En ce qui concerne ce dernier, on sait que son spectre habituel est situé dans l'ultra-violet; si donc cet élément était présent dans le Soleil il pourrait être identifié par les spectres de ses combinaisons (oxydes, . . .) comme cela a été le cas pour le carbone et l'azote, ses voisins immédiats dans le tableau de Mendéléev. Les plus fortes bandes des composés du bore étant dans la région verte du spectre ($\lambda 4529 - \lambda 5807$) leur identification est rendue extrêmement difficile par la présence dans cette région d'une multitude de raies appartenant à d'autres bandes, notamment dans le spectre des taches.

¹ On sait que dans le Soleil certains éléments se présentent à l'état ionisé; les potentiels d'ionisation mis en jeu dans ce cas peuvent être supérieurs à ceux des gaz rares, mais le phénomène est beaucoup plus compliqué.

Des raies d'absorption attribuées à l'hélium—dont la présence dans le Soleil n'est manifestée normalement que par quelques lignes chromosphériques—ont pu être observées dans les intervalles séparant les membres des groupes de taches particulièrement actives. La température de ces régions, notablement plus élevée que celle des taches elles-mêmes, n'est par tout-à-fait incompatible avec le potentiel d'ionisation de l'hélium, quoique M. Megh Nad Saha situe le maximum de l'absorption de cet élément vers 17.000 degrés.

Nous n'avons fait figurer que la partie du tableau qui s'étend de l'hydrogène au xénon, parce que peu d'éléments appartenant à celle qui s'étend du caesium à l'uranium ont pu jusqu'ici être rencontrés dans le Soleil.

De toute la série qui s'étend du caesium au lutécium et qui comprend surtout des terres rares, seuls les éléments Ba, La, Ce, Pr. et Eu ont pu être reconnus dans l'atmosphère solaire. D'autres éléments de cette série semblent y exister, mais leur identification n'est pas encore bien établie; néanmoins, il est à peu près certain qu'elle ne tardera pas à se faire.

En ce qui concerne la partie du tableau qui s'étend du hafnium à l'uranium, composée d'éléments très lourds, elle ne compte que deux représentants dans le Soleil: le thallium et le plomb.

Quoique tous ces éléments lourds, et surtout ceux de la série radioactive, semblent posséder des potentiels d'ionisation faibles—on attribue au radium, par exemple, un potentiel de 5 volts—on ne les recontre pas dans l'atmosphère solaire et rien n'indiquen pour le moment qu'on pourrat les y rencontrer¹.

Ces éléments étant extrêmement lourds peuvent être localisés dans la partie profonde de la couche renversante, ou encore être totalement absents de l'atmosphère solaire, la plupart d'entre eux étant sujets à des dissociations. Néanmoins, la présence de l'hélium, dans les conditions plus haut exposées, et celle du plomb peuvent avoir quelque signification, s'il n'y a pas là qu'une simple coïncidence.

En résumé, l'atmosphère solaire, telle qu'elle se présente à nous actuellement, ne contient, à quelques exceptions près, ni des éléments extrêmement stables, tels que les gaz rares, ni des éléments particulièrement instables, tels que les corps radioactifs.

¹ L'émanation du radium, gaz radioactif et réputé inerte, ne figure pas parmi les constituants de l'atmosphère solaire.

Ces absences, apparentes ou réelles, se reproduisent — dans le cas des éléments relativement légers — périodiquement et se trouvent localisées dans les extrémités des périodes occupées généralement par des éléments à pontentiel d'ionisation élevé.

L'absence presque totale des éléments lourds paraît beaucoup plus difficile à interpréter pour le moment.

ΜΕΤΕΩΡΟΛΟΓΙΑ. — Αίτια τῆς θολώσεως τῆς ἀτμοσφαιρας καὶ ἡ ὁρατότητος ἐν Ἀθήναις, ὑπὸ τοῦ κ. Α. Ν. Δειβαθνοῦ. Ἀνεκοινώθη ὑπὸ τοῦ κ. Δ. Αἰγινήτου.

Τὰ αἷτια τῆς θολώσεως τῆς ἀτμοσφαιρας, ἐξαρτώμενα ἐκ τῶν ἐκάστοτε μετεωρολογικῶν συνθηκῶν, αἵτινες ποικίλλουν ἀπὸ περιοχῆς εἰς περιοχὴν, εἶναι ζήτημα τοπικῆς ἐρεύνης σκοπευούσης τὸν καθορισμὸν τῶν μεταβολῶν καὶ τῆς ἐν γένει πορείας τῆς ὁρατότητος ὡς καὶ τοῦ βαθμοῦ τῆς ἐπιδράσεως τῶν διαφόρων μετεωρολογικῶν στοιχείων ἐπ' αὐτῆς.

Κατὰ τὴν ἐκτίμησιν τῆς ὁρατότητος λαμβάνομεν ὑπ' ὄψει τὴν μεγίστην ἀπόστασιν, εἰς τὴν ὁποίαν τὰ κανονικὰ ἀντικείμενα εἶναι ὁρατὰ εἰς τινα παρατηρητὴν ὑπὸ κανονικᾶς συνθήκας φωτισμοῦ. Τὰ ἐκλεγέντα κανονικὰ ἀντικείμενα διὰ τὴν ἐκτίμησιν τῆς ὁρατότητος ἀπὸ τοῦ Ἀστεροσκοπείου, εὐρίσκονται κατὰ τὸ δυνατόν εἰς τὰς ὑπὸ τῶν Συνοδρίων τοῦ Λονδίνου καὶ Βιέννης ὀριθεύσας ἀποστάσεις ὃ δὲ βαθμὸς ὁρατότητος καθορίζεται συμφώνως πρὸς τὴν διεθνή κλίμακα (0-9).

Πορεία τῆς ὁρατότητος ἐν Ἀθήναις.

Οἱ βαθμοὶ ὁρατότητος 1,2 καὶ 3 εἶναι οἱ κατ' ἐξοχὴν σπάνιοι. Ὁ βαθμὸς ὁρατότητος 4 παρουσιάζει τὴν μεγίστην αὐτοῦ συχνότητα τὸ ἔαρ καὶ τὸ φθινόπωρον (2-3%)· θεωρεῖται δὲ ὡς ἐκ τούτου ἐπίσης ἐκ τῶν σπανίων.

Ὁ βαθμὸς ὁρατότητος 5 παρουσιάζει ἐν μέγιστον κατὰ Μάρτιον ἢ Ἀπρίλιον (15%) τὴν 8^ω πρὸς θάλασσαν καὶ ἐν ἐλάχιστον κατὰ Νοέμβριον ἢ Δεκέμβριον (3%) τὴν 14^ω. Τοὺς λοιποὺς μῆνας ἡ ὁρατότης τὴν 14^ω ἔχει συχνότητα κυμαινόμενην μεταξὺ 1 καὶ 4%.

Γενικῶς ἡ μέση συχνότης τῶν βαθμῶν 1-5 εἶναι μεγαλειτέρα τὴν πρωῶν (8^ω) ἢ κατὰ τὰς μεσημβρινὰς ὥρας (14^ω)· ἤτοι: ἡ ὁρατότης πρὸς θάλασσαν κατὰ τὰς μεσημβρινὰς ὥρας εἶναι μεγαλειτέρα τῆς τῶν πρωϊνῶν.

Ἡ συχνότης τοῦ βαθμοῦ 6 παρουσιάζει τὴν μὲν πρωῶν τὸ μέγιστον κατὰ