

ΑΣΤΡΟΦΥΣΙΚΗ.—**Contribution à l'étude de l'atmosphère solaire.** *Note de M. Nicolas Perrakis.* Ἀνεκοινώθη ὑπὸ κ. Δ. Αἰγινήτου.

Sommaire. — Au cours de ce travail, j'ai tiré des données les plus récentes la loi de variation de la pression en fonction de l'altitude dans l'atmosphère solaire. J'ai donné aussi une interprétation nouvelle des «lignes de courant» que montrent les spectrohéliogrammes obtenus avec la raie H_{α} .

D'autre part, discutant le cas des éléments absents de l'atmosphère solaire, j'ai montré que ces absences se reproduisent périodiquement et se trouvent localisées dans les extrémités des périodes du tableau de Mendeleef, occupées généralement par des éléments à potentiel d'ionisation élevé.

En dernier lieu, j'ai donné un compte rendu rapide des recherches qui nous ont permis, à M. S. NICHOLSON et à moi, de retrouver le bore dans les taches solaires, ainsi, que quelques indications sur des recherches en cours, concernant la présence de la raie D_3 dans le voisinage des régions perturbées du disque solaire.

On sait que le Soleil, et d'une façon générale les étoiles, sont entourés d'une atmosphère relativement froide qui se traduit dans le spectre de l'astre par des raies sombres, dont l'abondance et la variété donnent la mesure du degré de complexité de sa composition chimique.

C'est de la constitution de l'atmosphère solaire et de ses propriétés que je traiterai dans ce mémoire ; j'exposerai aussi, très rapidement, les recherches qui nous ont conduits, M. S. NICHOLSON et moi, à l'identification du bore dans les taches solaires.

I. — SUR QUELQUES PROPRIÉTÉS DE L'ATMOSPHÈRE SOLAIRE.

Température. — On connaît aujourd'hui avec certitude l'ordre de grandeur de la température moyenne de l'atmosphère solaire. Voisine de 6.000 deg., cette température est susceptible de grandes variations: environ, de 1500 deg. inférieure dans les taches, elle est largement dépassée dans les facules, puisque l'absorption de l'hélium s'y fait sentir, sans toutefois atteindre les valeurs qu'on déduirait de la théorie de M. Saha. La température de 7.500 deg. que leur attribue M. S. R. Pike¹ est un ordre de grandeur acceptable.

¹ «The motion of gases in the Sun's atmosphere», *Monthly Notices of the Royal Society*, 38, No. 1, Nov. 1927, p. 3.

Ces deux températures qui s'écartent considérablement de la température moyenne de l'atmosphère solaire, caractérisent des régions perturbées du disque. On ignore presque tout de la nature de ces perturbations, pourtant une interdépendance indéniable entre l'apparition de la facule et la formation de la tache semble indiquer qu'il n'y a là que deux aspects d'une même transformation.

Pression. — Si on a des idées assez précises sur la valeur de la température de l'atmosphère solaire, on est, par contre, moins bien renseigné sur celle de sa pression. Pendant longtemps on admettra les estimations de Jewell, Molher et Humphreys¹ et celles, plus récentes, de Fabry et Buisson², qui attribuent à la couche renversante une pression de 5 à 7 atmosphères; plus tard, avec M. EVERSHED³, cette pression ne sera plus que d'une atmosphère, et on attendra les recherches de MM. PÉROT⁴, SALET⁵, St. John et Babcock⁶ pour pouvoir enfin l'évaluer en fractions d'atmosphère.

Les procédés utilisés par ces derniers auteurs reposent tous sur le même principe qu'on peut ainsi formuler :

Si on désigne par P la pression d'un milieu donné et par $\Delta\lambda_2$ et $\Delta\lambda_1$ les variations de longueur d'onde respectivement subies, par l'effet de la pression, par deux groupes de raies A_2 et A_1 , on écrira la relation empirique $\frac{\Delta\lambda_2 - \Delta\lambda_1}{C_2 - C_1} = P$, où C_2 et C_1 sont respectivement les coefficients de pression par atmosphère de chacun des groupes de raies considérés.

Comme on le voit, la méthode en question est purement différentielle. D'autre part, comme les résultats varient notablement avec les raies employées, la précision avec laquelle on déterminera la pression sera plus grande si le nombre des raies étudiées est plus grand.

A cet égard, le travail de MM. St. JOHN et BABCOCK, qui a porté sur plus de deux cents raies soigneusement sélectionnées, mérite une mention spéciale. D'après eux, la pression dans la couche renversante du fer serait de $0,13 \pm 0,06$ atmos. Ce chiffre est en très bon accord avec ceux de

¹ *Astrophysical Journal*, **3**, 1896, p. 138.

² *Comptes Rendus*, **148**, 1909, p. 688.

³ *Kodaikanal Bulletin*, No. 18, 1909, and No. 36, 1913.

⁴ *Comptes Rendus*, **172**, 1921, p. 578.

⁵ *Comptes Rendus*, **174**, 1922, p. 151.

⁶ Contributions from Mount Wilson Solar Observatory, No. 278. Voir aussi ; *Astrophysical Journal* **60**, 1924.

MM. PÉROT et SALET obtenus quelques années plus tôt; il confirme, d'autre part, les estimations de M. N. RUSSEL¹.

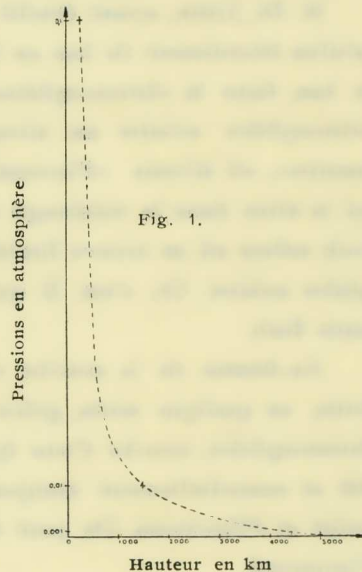
Comme on le voit, l'ordre de grandeur de la pression dans la partie basse de la couche renversante semble assez bien connu. Il n'en est malheureusement pas de même du reste de l'atmosphère solaire: ici, les données sérieusement établies faisant défaut, tout est encore affaire d'appréciation. C'est ainsi, par exemple, que M. MILNE² attribue à la chromosphère supérieure une pression de 10^{13} atmos., alors que M. Unsöld³ lui trouve une pression de 10^7 atmos., soit un million de fois plus faible. J'ajouterai, cependant, que M. Milne a nettement montré que ce résultat de M. UNSÖLD est inacceptable⁴.

Je n'irai pas plus loin dans l'analyse des travaux consacrés à l'étude de la distribution de la pression dans l'atmosphère solaire. Le graphique ci-contre (Fig. 1) est susceptible de montrer comment se présente actuellement la loi de variation de la pression en fonction de l'altitude dans l'atmosphère solaire.

Définition de l'atmosphère solaire. — De ce qui précède on peut se rendre compte du degré d'incertitude que comporte notre connaissance des conditions de température et de pression imposées à l'atmosphère solaire, sur la définition même à laquelle on n'est pas encore tout-à-fait d'accord.

La définition proposée par M. DESLANDERS est sans doute la plus simple et aussi la plus générale: toute l'enveloppe extérieure à la photosphère sera sans distinction aucune l'atmosphère solaire.

M. St. JOHN semble adopter cette définition, quoiqu'il eût volontiers,



¹ Contr. from Mt. Wilson Observ., No. 225, 1922. Voir aussi; *Astroph. Journ.* **55**, 1922, 134.

² *Monthly Notices*, R.A.S., **85**, 1924, 128.

³ *Zeit für Phys.*, **44**, 1927, p. 793.

⁴ On peut trouver dans *Monthly Notices*, R.A.S., vol. **88**, 1928, p. 188 la réponse de M. MILNE au mémoire ci-dessus signalé de M. UNSÖLD.

admis que les termes «couche renversante» et «chromosphère» y fussent introduits. Il leur donne d'ailleurs, une réelle signification physique. En effet, M. St. John a montré¹, au cours de ces recherches sur «l'effet Evershed²»,—déplacement que subissent les raies de Fraunhofer dans le spectre de la pénombre d'une tache—qu'au sein de la couche renversante un courant gazeux s'établit, dû à l'entraînement des vapeurs de cette couche par le flot de matière qui s'échappe d'une tache en activité. Ces matières projetées de l'intérieur du Soleil se propagent, avec une vitesse rapidement décroissante, radialement à l'axe du tourbillon qui engendre la tache. A ce courant ascendant, créé par le flux de matière sortant des taches, correspond un courant descendant, dans le sens de l'axe, prenant sa source dans les régions supérieures de la chromosphère.

M. St. JOHN, ayant étudié la distribution verticale des vitesses, trouva qu'elles décroissent de bas en haut, dans la couche renversante, et de haut en bas, dans la chromosphère. On conçoit qu'il existe, quelque part dans l'atmosphère solaire un niveau où les vitesses s'annulent. Ce niveau «neutre», où niveau «d'inversion», a été mis en évidence par M. St. John, qui le situe dans le voisinage immédiat de la raie $\lambda 4227$, c'est-à-dire à l'endroit même où se trouve limitée la présence du calcium neutre dans l'atmosphère solaire. Or, c'est là qu'on croit en général, que la couche renversante finit.

Au-dessus de la couche renversante, qui se trouve ainsi bien définie, flotte, en quelque sorte, grâce à la pression de radiation qui s'y exerce, la chromosphère, couche d'une épaisseur de 8 à 10.000 km. de très faible densité et essentiellement composée, d'après F. MILNE, de calcium une fois ionisé et d'électrons. On peut dire que l'hydrogène ne s'y trouve qu'à l'état d'impureté.

A la suite de ces faits, l'atmosphère solaire pourrait nous apparaître comme un système de deux phases, dont l'une serait constituée de calcium, tandis que l'autre pourrait être assimilée à une véritable dissolution d'un grand nombre d'éléments dans du calcium. La surface qui les séparerait aurait, entre autres propriétés, la propriété fondamentale des parois semi-perméables.

¹ Contributions from Mt. Wilson Observatory, No. 69, p. 21. Voir aussi; *Astroph. Journ.* 37, 1913, p. 342.

² *Kodaiikanal Observatory Bulletin*, No. XV.—*Kodaiikanal Observatory Memoirs*, 1, Pt. 1.

Remarque.—On pourrait croire que les deux courants dont j'ai parlé plus haut sont équivalents. Il n'en est rien.

M. St. John a, en effet, montré que les vapeurs qui dans la couche renversante se meuvent de bas en haut sont de composition extrêmement complexe, alors que celles, qui dans leur mouvement descendant tendent à y pénétrer, sont composées d'hydrogène, de magnésium et surtout de calcium. M. St. JOHN a, en outre, calculé l'ordre de grandeur, des débits respectifs de ces courants, seulement ses calculs, basés sur des valeurs de la pression aujourd'hui reconnues inexactes, n'ont pour ainsi dire, pas de sens. C'est ainsi, par exemple, qu'il trouve que le débit du courant chromosphérique est de l'ordre de 10^{15} gr., alors que le poids total de la chromosphère n'atteindrait guère cette valeur d'après les estimations les plus récentes¹.

J'ai repris ces calculs en admettant pour la pression au niveau des raies b_1 et b_2 du magnésium et à celui de la raie du fer d'intensité deux zéros (échelle de Rowland) respectivement les valeurs 10^7 atmos. et 10^4 atmos. C'est à ces deux niveaux que M. St. JOHN place les centres massiques des courants en question, dont les débits sont calculés à partir des dimensions d'une tache donnée. Je trouve ainsi que le débit du courant chromosphérique est de $9,1.10^8$ gr. et que le rapport du débit du courant ascendant est égal à $2.7.10^6$. ($2,7 \times 10^6$)

L'apport de matières chromosphériques est, comme on le voit, beaucoup trop faible pour qu'il puisse jouer un rôle prépondérant dans la production de ce phénomène complexe qu'est la tache.

Lignes de courant.— On sait qu'en dehors du champ magnétique général du Soleil, estimé à quelques dizaines de Gauss, il y a des champs magnétiques locaux qui se développent au sein des tourbillons qui engendrent les taches. Ces derniers, de quelques milliers de Gauss, sont beaucoup mieux connus que le premier qui n'est accessible à l'observation que dans une épaisseur de 100 à 150 km. de la basse couche renversante².

On peut facilement se rendre compte de l'existence du champ magnétique d'une tache, grâce à l'effet Zeeman. Mais si l'effet Zeeman est une manifestation de l'existence de ce champ, *les lignes de courant* que montrent les spectrohéliogrammes obtenus avec la raie H_a pourraient bien en

¹ Voir, par exemple, A. S. EDDINGTON «Stars and Atoms», p. 76.

² G. E. HALE, F. H. SEARES, A. VAN MAANEN et F. ELLSRMAN. Contr. for Mt. Wilson Obser. No. 148. p. 1. Voir aussi; *Astroph. Journ.* **47**, 1918.

être une autre, puisque l'hydrogène atomique avec son orbite à un quantum doit avoir un moment atomique différent de zéro et par suite être capable de s'orienter dans un champ magnétique.

L'expérience de GERLACH et STERN¹, répétée récemment avec l'hydrogène, indépendamment en Amérique² et en Allemagne³, a montré qu'il en est bien ainsi. Je ferai remarquer que les conditions qu'exige cette expérience, pression, température, etc., sont du même ordre que celles existant dans la haute atmosphère solaire.

II. — SUR LA CONSTITUTION DE L'ATMOSPHÈRE SOLAIRE.

L'analyse, tant qualitative que quantitative, — surtout cette dernière qui est encore peu avancée — de l'atmosphère solaire compte actuellement parmi les plus importants problèmes de la Physique solaire.

Déjà, un très grand nombre des raies du spectre solaire ont été identifiées avec des raies connues et de nombreux éléments retrouvés dans l'atmosphère solaire. Cependant, il y a une quarantaine d'éléments environ qu'on n'a pas encore rencontrés dans le Soleil. Peut-on en conclure qu'ils n'y soient pas? Il est difficile de répondre à cette question, le problème envisagé étant très compliqué.

On sait que de Gramont a désigné sous le nom de raies ultimes les raies de chaque élément qui disparaissent les dernières lorsqu'on examine des quantités de matière de plus en plus petites. Par suite, de faibles quantités d'un élément pourront être reconnues dans le Soleil par la présence des raies ultimes de cet élément dans le spectre de Fraunhofer⁴. C'est ainsi que le gallium et le germanium éléments plutôt rares, y ont été reconnus.

Cependant, très souvent, et c'est le cas pour un grand nombre des éléments manquants, il est impossible d'identifier un élément par ses raies ultimes, celles-ci étant situées dans des régions du spectre inaccessible à l'observation. D'autre part, les raies ultimes d'un élément étant aussi des résonances (Meggers) et des raies d'absorption de l'atome normal (Wood), ne rentreront que dans les séries dont le terme constant E_s ($h\nu = E_1 - E_2$) est

¹ *Zeits. f. Physik.*, **8**, p. 110, **9**, p. 349 et 353, 1922.

² PHILIPPS et TAYLOR, *Physical Review*, **29**, 319, 1927.

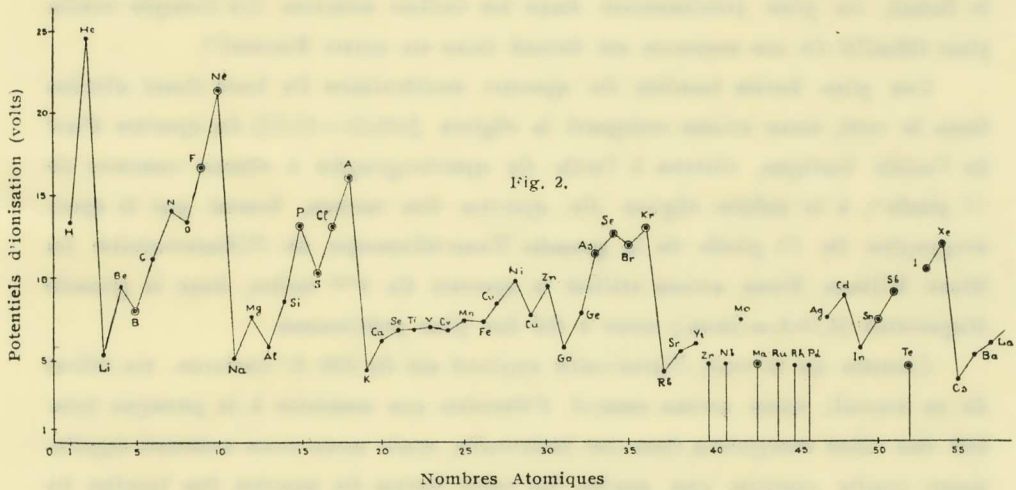
³ WREDE, *Zeits. f. Physik* **41**, 560, 1927.

⁴ L'élargissement des raies ultimes et la présence des raies faibles du spectre d'un élément seront une indication certaine de l'abondance de cet élément dans le Soleil.

égal à l'énergie de l'orbite normale c'est-à-dire au potentiel d'ionisation de l'élément. L'obtention des raies ultimes d'un élément dépend donc de son potentiel d'ionisation.

D'une façon générale, le potentiel d'ionisation d'un élément étant en relation étroite avec l'apparition de tout son spectre, il peut paraître intéressant de comparer sa variation en fonction du nombre atomique¹ à la manière dont les divers éléments présents dans l'atmosphère solaire se succèdent par ordre croissant de nombre atomique².

Dans le graphique ci-dessous (Fig. 2), 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 STEWART³. Je n'ai fait figurer que la partie du graphique qui s'étend de l'hydrogène au barium parce que peu d'éléments de celle qui s'étend du lanthane à l'uranium ont été jusqu'ici rencontrés dans le Soleil d'une façon certaine.

Si l'on examine ce graphique on s'aperçoit que les éléments manquants sont les gaz rares et leurs voisins, c'est-à-dire les éléments à haut potentiel d'ionisation.

Il y a pourtant deux exceptions⁴ l'hélium, quoique possédant de tous les éléments le potentiel d'ionisation le plus élevé, entre, dans la compo-

¹ NICOLAS PERRAKIS, *Journ. de Chim. Phys.*, **24**, 1927, p. 120.

² S. NICHOLSON et N. PERRAKIS, *Comptes rendus*, **186**, 1928, p. 462.

³ *Astronomy*, t. II, 1627, p. 503. Ginn and Company, New York.

⁴ Sans compter l'hydrogène, à plus d'un titre irrégulier.

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

Identification du bore dans les taches solaires.—On sait que le spectre fondamental du bore est situé dans l'ultra-violet; si donc le bore était présent dans le Soleil il pourrait être indentifié par le spectre de ses combinaisons qui peut être plus fort dans les taches que dans la plus chaude photosphère, étant donné la valeur relativement faible du potentiel d'ionisation de l'élément en question.

Dans ce qui va suivre, je donnerai un exposé très rapide des recherches qui nous ont permis, à M. NICHOLSON et à moi¹, de retrouver le bore dans le Soleil, ou plus précisément dans les taches solaires. Un compte rendu plus détaillé de ces mesures est donné dans un autre Recueil².

Les plus fortes bandes du spectre moléculaire du bore étant situées dans le vert, nous avons comparé la région ($\lambda 4625-5137$) du spectre d'arc de l'acide borique, obtenu à l'aide du spectrographe à réseau concave de 15 pieds³, à la même région du spectre des taches, fourni par le spectrographe de 75 pieds de la grande Tour-télescope de l'Observatoire du Mont Wilson. Nous avons utilisé le spectre du 3^{ème} ordre, dont la grande dispersion (8,24A=Imm.) nous a été des plus précieuses.

Comme on le voit, l'intervalle exploré est de 500 A° environ. Au début de ce travail, nous avons essayé d'étendre nos mesures à la presque totalité des raies comprises dans cet intervalle, mais nous nous sommes rapidement rendu compte que seules les raies fortes du spectre des bandes du bore étaient présentes dans le spectre des taches.

Des 178 raies mesurées en tout, dont, 87 seulement étaient réellement fortes, 10 n'ont pas pu être retrouvées dans le spectre des taches, 118 ont été rendues inutilisables par le voisinage d'autres raies,—cette région du spectre des taches étant extrêmement riche en raies—et 28 ont été identi-

¹ S. NICHOLSON et N. PERRAKIS, *Comptes Rendus*, **186**, 1928, p. 1523.

² Un mémoire ayant pour titre «Evidence of boron in the Sun» paraîtra bientôt dans l'*Astrophysical Journal*, on y trouvera quelques indications sur le mode opératoire employé, ainsi qu'une liste complète des raies étudiées avec leur intensités, respectivement dans le spectre d'arc de l'acide borique et dans celui des taches.

³ M. KÜHNE (*Zeitschrift für Wissenschaftliche Photographie*, **4**, 1906, 173) a donné il y a déjà très longtemps, une analyse des travaux relatifs au spectre des bandes du bore; les longueurs d'onde qu'il a publiées n'étant connues qu'au centième d'angström, nous avons été obligés de faire des mesures plus précises sur un cliché pris par M. A. KING à Pasadena.

fiées avec certitude. Il y a d'autre part, 22 raies, pour la plupart faibles, dont l'identification reste douteuse.

J'ajouterai, cependant, que *toutes les raies identifiées sont des raies fortes, que toutes celles qui manquent sont des raies très faibles et qu'en aucun cas nous n'avons eu la preuve qu'une raie forte du spectre des bandes du bore était absente du spectre des taches.*

Les raies-étalons dont nous nous sommes servis pour les mesures d'identification (spectre des taches) ont été choisies parmi les raies solaires les mieux déterminées de la table de Rowland révisée¹.

Les raies du fer ont été utilisées pour la mesure des longueurs d'onde des raies du spectre de l'acide borique.

Les longueurs d'onde des raies identifiées sont les suivantes (échelle Internationale):

A°	A°	A°	A°
4656,836	4763,398	5062,383	5105,829
4670,718	4797,768	5064,365	5106,974
4692,256	4847,874	5067,997	5117,522
4729,400	4913,431	5073,219	5122,439
4743,603	4923,487	5094,977	5122,880
4765,679	5034,349	5097,978	5234,667
4772,977	5046,637	5099,606	5245,234

Ces valeurs sont relatives aux longueurs d'onde du spectre d'arc de l'acide borique; l'écart moyen entre ces valeurs et celles mesurées dans le spectre des taches est de 0,0056 A°, l'écart maximum étant de 0,015.

Le cas de l'hélium. — L'hélium est le seul des gaz rares qu'on rencontre dans l'atmosphère solaire, d'ordinaire dans la chromosphère. Cependant la raie D₃ a été fréquemment observée comme raie d'absorption relativement faible dans les intervalles des groupes de taches particulièrement actives.

Un travail en cours, sur lequel je dirai quelques mots ici ², nous a montré que la raie d'absorption D₃ est beaucoup plus forte dans les facules couvrant les régions perturbées du disque solaire. Cela n'est pas pour nous surprendre, étant donné la température relativement élevée des facules.

¹ Cette table élaborée à l'Observatoire du Mont Wilson a été récemment mise en circulation par la Carnegie Institution of Washington.

² Ce travail fera l'objet d'une publication séparée.

Comprise entre 7 à 8.000 degrés, cette température n'est pourtant pas assez élevée pour provoquer une aussi forte absorption d'hélium ; en effet le potentiel d'excitation du niveau d'énergie correspondant à la raie D_3 est tellement élevé que seule une petite fraction d'atomes est capable de l'absorber, même à la température élevée des facules.

Il en résulte que des quantités notables d'hélium doivent être présentes dans le Soleil et surtout dans le voisinage des régions perturbées de sa surface.

Pourtant, il ne faudrait pas trouver de l'hélium là où il n'y en a pas, car malgré tout, cet élément ne se rencontre pas, comme on l'a souvent dit sur n'importe quelle partie du disque solaire.

Il semble, en effet, qu'il nous soit permis d'avancer, que ce qu'on rencontre souvent sur la surface solaire c'est une raie atmosphérique ($\lambda 5875,603$) très voisine de la raie D_3 ($\lambda 5875,620$) et non la raie D_3 , elle-même. C'est seulement dans le voisinage d'une tache et en général, pendant le début de son existence que l'absorption de l'hélium se fait sentir. Quelquefois, lorsque la tache dure pendant plusieurs rotations la raie sombre D_3 est exceptionnellement forte et persiste pendant plusieurs jours. Il est vrai que la période de développement d'une telle tache doit être beaucoup plus grande que celle d'une tache ordinaire.

Ainsi il semblerait que la quantité d'hélium qui se trouve dans l'atmosphère solaire est susceptible de varier et que ses variations sont liées aux fluctuations d'activité de l'astre lui même, activité dont la principale manifestation réside dans l'apparition de la tache. Celle-ci serait donc la principale source de l'hélium solaire.

En admettant que cela soit vrai, il nous est très difficile actuellement d'imaginer le mécanisme suivant lequel ce phénomène se ferait, puisque nous ignorons celui qui engendre la tache elle-même, malgré les belles théories développées récemment par M. Carl Störmer¹, V. Bjerkens² et d'autres. Le processus radioactif suggéré tout dernièrement par M. H. Deslandres³ est, à certains égards, très significatif.

Éléments lourds.—De tous les éléments lourds de la série osmium-

¹ «Researches on Solar vortices», Contr. from Mt Wilson Obser., N. 109.

² Solar hydrodynamics, Contr. from Mt Wilson Obser., No. 312. Voir aussi ; *Astroph. Journ.*, **64**, 1926.

³ *Comptes Rendus*, **183**, 1926, p. 105 et 493; aussi, **185**, 1927, p. 626

uranium il n'y a guère que le plomb qui ait été jusqu'ici reconnu dans l'atmosphère solaire, Or, il est hors de doute que si ces éléments ne manquent pas ils doivent avoir des raies identifiables dans le spectre de Fraunhofer. Malheureusement, les spectres de plusieurs de ces éléments ne sont pas encore très bien connus. En outre, il n'est pas impossible que ces éléments, vu leur grand poids atomique, soient localisés dans la partie très profonde de la couche renversante qui est inaccessible à l'observation. C'est ainsi, par exemple, que l'osmium, avec son point d'ébullition estimé à 5,600 degrés, doit être à peine vaporisé dans les conditions de température et de pression existant dans la basse couche renversante.

Le cas du radium est particulièrement intéressant à cause des propriétés spéciales de cet élément.

Une comparaison rapide du spectre du radium, donné dans le livre de M^{me} P. CURIE¹, au spectre solaire m'a montré qu'un sérieux travail d'identification mériterait d'être tenté.

Pour un tel travail, les longueurs d'onde des raies du spectre du radium devraient être connues avec une très grande précision.

Enfin, étant donné le faible potentiel d'ionisation du radium (5 volts environ), c'est plutôt, je crois, dans les taches qu'il faudrait le chercher. En effet, ses raies d'étincelle y seraient à peine affaiblies, alors que ses raies d'arc ou de flamme seraient considérablement renforcées.

J'ai fait ce travail à l'Observatoire du Mont Wilson. Tout en exprimant ma reconnaissance à M. le Professeur WALTER ADAMS, je tiens à remercier MM. JOHN, A. KING et S. NICHOLSON de l'intérêt qu'ils m'ont toujours témoigné.

Que la Commission du prix Corghialenios et M. le Professeur D. ÉGITIS me permettent de leur présenter ici toute ma reconnaissance pour l'aide matérielle qui m'a été accordée.

¹ Traité de Radioactivité, I, p. 161 et suivantes, Paris, Gauthier-Villars, 1910