

La détermination de la composition chimique des étoiles

Autor(en): **Barambon, Claude / Jousson, Michèle**

Objektyp: **Article**

Zeitschrift: **Orion : Zeitschrift der Schweizerischen Astronomischen Gesellschaft**

Band (Jahr): **38 (1980)**

Heft 178

PDF erstellt am: **28.07.2024**

Persistenter Link: <https://doi.org/10.5169/seals-899549>

Nutzungsbedingungen

Die ETH-Bibliothek ist Anbieterin der digitalisierten Zeitschriften. Sie besitzt keine Urheberrechte an den Inhalten der Zeitschriften. Die Rechte liegen in der Regel bei den Herausgebern.

Die auf der Plattform e-periodica veröffentlichten Dokumente stehen für nicht-kommerzielle Zwecke in Lehre und Forschung sowie für die private Nutzung frei zur Verfügung. Einzelne Dateien oder Ausdrucke aus diesem Angebot können zusammen mit diesen Nutzungsbedingungen und den korrekten Herkunftsbezeichnungen weitergegeben werden.

Das Veröffentlichen von Bildern in Print- und Online-Publikationen ist nur mit vorheriger Genehmigung der Rechteinhaber erlaubt. Die systematische Speicherung von Teilen des elektronischen Angebots auf anderen Servern bedarf ebenfalls des schriftlichen Einverständnisses der Rechteinhaber.

Haftungsausschluss

Alle Angaben erfolgen ohne Gewähr für Vollständigkeit oder Richtigkeit. Es wird keine Haftung übernommen für Schäden durch die Verwendung von Informationen aus diesem Online-Angebot oder durch das Fehlen von Informationen. Dies gilt auch für Inhalte Dritter, die über dieses Angebot zugänglich sind.

La détermination de la composition chimique des étoiles

CLAUDE BARAMBON ET MICHÈLE JOUSSON

Intérieurs et atmosphères stellaires

Le rayonnement des étoiles provient de leurs couches superficielles (pour le Soleil, l'épaisseur de cette couche atteint 600 km, soit 1/1000e du rayon environ). De ses observations, l'astronome doit déduire la structure du 99,9% restant de l'étoile.

Grâce à la connaissance acquise sur la structure interne des étoiles on a pu démontrer le fait suivant: dans l'Univers, tous les éléments plus lourds que le bore, ainsi que la majeure partie de l'hélium, ont été formés au sein d'étoiles, par réactions nucléaires. Celles-ci produisent de l'énergie, qui est transportée vers la surface de l'étoile.

À certains niveaux, ce sont les mouvements même de la matière de l'étoile qui assurent le transfert de l'énergie; mais les étoiles possèdent, à des profondeurs variables, une couche dite radiative où l'énergie est transportée par le rayonnement, le gaz stellaire ne bougeant pratiquement pas: l'existence de cette couche empêche le mélange entre la matière de la surface et de l'intérieur. La composition chimique de l'atmosphère stellaire ne sera donc que très peu affectée, du moins pendant la plus grande partie de la vie de l'étoile, par ce qui se passe à l'intérieur, sauf en ce qui concerne quelques éléments «fragiles» (lithium, béryllium, bore), détruits à des températures de quelques millions de degrés.

Elle reflète donc celle du milieu interstellaire à l'époque et au lieu de formation de l'étoile; il est ainsi possible de retracer l'évolution chimique de la Galaxie.

Le raisonnement exposé ci-dessus ne s'applique plus aux étoiles évoluées, au sein desquelles les réactions nucléaires ne se produisent pas que dans le noyau, mais également dans des coquilles concentriques. Dans ce cas, des modifications de composition chimique peuvent se produire dans l'atmosphère de l'étoile, et leur étude permet d'évaluer l'importance respectif des différents processus de *nucléosynthèse*. Cela permet de construire des modèles d'évolution stellaire qui décrivent les changements de structure physique et chimique subis par les étoiles au cours de leur vie.

La spectroscopie stellaire

L'obtention d'un spectre stellaire est simple en principe: on collecte le plus possible de flux lumineux provenant d'un astre à l'aide d'un télescope puissant. On le disperse (on le décompose en longueurs d'onde) au moyen d'un spectrographe à réseau. Le spectre de l'étoile est enregistré sur un récepteur: plaque photographique ou tube image suivi d'un compteur de photons. Il se présente alors (Fig. 1) comme un continu barré de raies d'absorption (dans le visible) ou d'émission (dans l'ultraviolet) qui caractérisent les différents éléments et l'état physique de l'atmosphère de l'étoile. Les raies se comptent par centaines de milliers; dans le spectre visible du Soleil, plus de 20 000 raies ont été identifiées.

Pour les travaux de spectroscopie de précision, il est nécessaire de disposer de spectres fortement dispersés. Etant donné la faiblesse des flux lumineux stellaires, des télé-

scopes puissants, de gros diamètres, sont indispensables; tous les pays n'en possèdent pas. Ainsi, pour effectuer des observations spectroscopiques, les astronomes genevois doivent donc pouvoir intéresser de grands observatoires étrangers à leurs programmes. C'est grâce à cet intérêt qu'il peuvent bénéficier de l'usage de grands télescopes, notamment à l'Observatoire de Haute-Provence et au Kitt Peak National Observatory en Arizona.

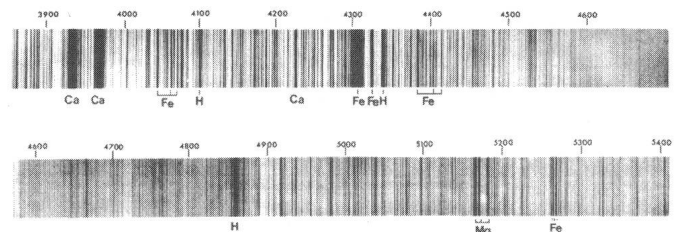


Fig. 1: Une partie du spectre du Soleil. On distingue très clairement les nombreuses raies d'absorption sombres qui barrent le spectre continu; on en dénombre plusieurs centaines de milliers dans le domaine visible. Ces raies sont la signature des atomes des différents éléments se trouvant dans l'atmosphère: en dessous des raies les plus importantes on a indiqué le symbole chimique de l'élément responsable de la raie. Au-dessus du spectre est indiquée la longueur d'onde en Ångström ($1 \text{ \AA} = 10^{-10} \text{ m}$). (Ca = calcium, Fe = fer, H = hydrogène, Mg = magnésium).

Les raies spectrales, leur intensité

Chaque fois qu'un électron lié à un atome change d'orbite, il absorbe ou émet un photon d'une énergie (ou d'une longueur d'onde) caractéristique de l'élément chimique et de la *transition* en jeu; ce phénomène explique la présence des raies spectrales. Une raie n'est jamais strictement monochromatique, mais présente une intensité, un profil de largeur finie (Fig. 2), qui permet de définir une grandeur im-

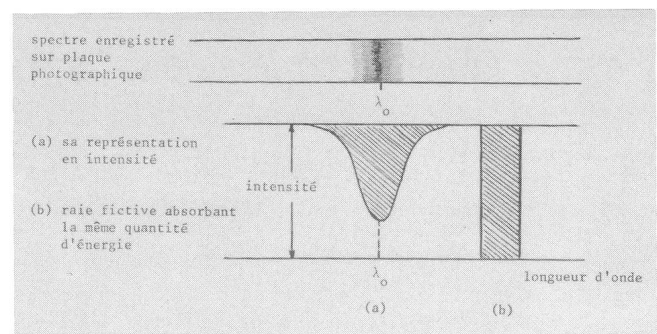


Fig. 2: La largeur qu'aurait une raie fictive, parfaitement opaque (b), de même intensité globale que la raie étudiée (a), est appelée largeur équivalente. L'énergie absorbée par les raies (a) et (b) est la même.

portante, la largeur équivalente, laquelle est une mesure de l'énergie absorbée ou émise dans la raie, correspondant approximativement à l'impression visuelle de largeur donnée par les raies. Nous nous limiterons désormais au cas des raies en absorption, le plus fréquent pour les étoiles.

Note:

Les mots en italique sont définis dans le glossaire.

Des raies aux abondances

Souvent, pour des raisons techniques et observationnelles, on ne peut déterminer que la largeur équivalente des raies spectrales, et non leurs profils détaillés. Cela nous livre toutefois une information riche, mais par là-même complexe:

- Pour une même raie, plus l'élément chimique responsable de la transition est abondant, plus la raie s'élargit (Fig. 3).
- Les conditions de température et de pression régnant dans le milieu stellaire vont déterminer l'état physique des atomes qui constituent l'atmosphère: pour une abondance donnée, de fer par exemple, certaines raies seront larges (beaucoup d'atomes de fer se trouvant dans l'état permettant ces transitions là), d'autres étroites (car il y a peu d'atomes de fer dans l'état propice).

On voit donc qu'une seule raie ne suffit pas pour déterminer l'abondance d'un élément chimique: sa largeur est due à l'abondance, et en même temps, à l'état physique de l'atmosphère qui peut favoriser ou non cette transition en particulier. Mais si l'on connaît les largeurs d'un grand nombre de raies, on arrive alors à démêler ces différents effets, et à calculer l'abondance de l'élément chimique en question.

Cette méthode d'analyse à partir des largeurs équivalentes présente toutefois des inconvénients:

- Il faut pouvoir disposer d'un grand nombre de raies pour l'employer. Or il se trouve que des éléments chimiques intéressants ne présentent qu'une ou deux raies dans le spectre visible (argent ou potassium, par exemple).
- D'autres éléments ne présentent que des raies se trouvant dans la région bleue du spectre, très riche en raies; celles-ci sont donc «polluées», voire même «noyées» par leurs voisines, et on ne peut pas mesurer leur largeur avec précision.
- La méthode conduit parfois à des ambiguïtés, sa précision n'étant pas toujours suffisante.

On est alors amené à utiliser non seulement la largeur de la raie, mais son profil, c'est-à-dire la variation de l'intensité lumineuse en chaque point de longueur d'onde de la raie.

Observationnellement, on est alors contraint d'utiliser des spectres à haute dispersion qui, hormis le cas du Soleil, ne peuvent être pris qu'à l'aide d'instruments puissants et de temps de pose prolongés. De toute manière, seules les étoiles les plus brillantes peuvent être ainsi mesurées. En outre, le dépouillement des plaques photographiques pose de délicats problèmes de réduction.

Ainsi, l'étude des profils de raies reste l'apanage de spectrographes équipés de récepteurs tels que des barrettes de diodes, suivis d'amplificateurs d'électrons. Ce mode de détection permet en effet d'atteindre, dans les cas les plus favorables, la précision exigée pour l'étude des profils de raies.

Le profil, comme la largeur équivalente, dépend à la fois de paramètres purement atomiques, de l'abondance de l'élément et des conditions physiques régnant dans l'atmosphère stellaire. La méthode d'étude des profils consiste à «fabriquer» des profils synthétiques correspondant à une abondance et à un modèle d'atmosphère stellaire donnés, et à les ajuster aux observations, ce qui permet de déduire l'abondance de l'élément considéré et d'affiner le modèle initial.

De plus, on peut aussi parfois obtenir les valeurs de para-

mètres physiques importants, tels que la vitesse de rotation de l'étoile ou l'intensité du champ magnétique pouvant régner dans son atmosphère. Cette méthode requiert un calcul détaillé de l'interaction entre matière et rayonnement dans l'atmosphère de l'étoile, ce qui suppose un usage intensif d'ordinateurs puissants.

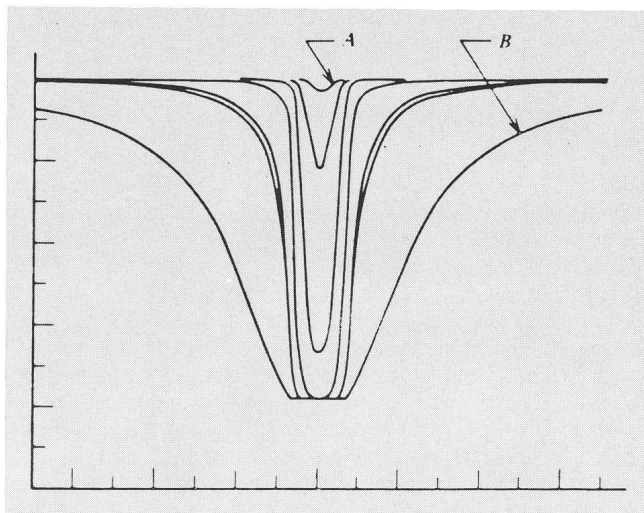


Fig. 3: Plus l'élément chimique à l'origine d'une raie spectrale est abondant, plus la raie devient intense et s'élargit. Ici, on a représenté le profil d'une même raie en décuplant chaque fois l'abondance (en B, celle-ci est un million de fois plus grande qu'en A).

Des chercheurs de l'Observatoire de Genève ont étudié certains éléments présents dans le Soleil (lithium, béryllium, or, argent, potassium), grâce à des observations effectuées au Kitt Peak National Observatory (Arizona) et à un programme de calcul de spectres synthétiques en partie développé à Genève.

Diverses raisons ont motivé le choix des éléments étudiés:

- Certains éléments présentent un intérêt particulier du point de vue de la nucléosynthèse (Fig. 4). Les éléments légers, tels que le lithium et le béryllium, ne peuvent se former dans les étoiles sans être immédiatement détruits. Leur formation dans le gaz interstellaire impose des contraintes strictes aux théories sur la formation et l'évolution de la Galaxie et de l'Univers. D'autre part, la physique nucléaire montre que certains noyaux lourds, tels ceux de l'or et de l'argent, possèdent des configurations très stables (la masse atomique est proche d'un «nombre magique» $A = 210$ et 108). L'étude de tels éléments, de leurs isotopes, peut nous donner beaucoup d'informations sur les processus de formation, par capture de neutrons, des éléments lourds.
- D'autres éléments (sodium et potassium, par exemple), moins importants du point de vue de la nucléosynthèse mais ayant un potentiel d'ionisation très bas, peuvent influencer considérablement sur l'équilibre des pressions gazeuse et électronique dans les atmosphères d'étoiles froides; la connaissance précise de l'abondance de ces alcalins est donc déterminante pour la construction de modèles réalistes de ce type d'atmosphères.

Les astronomes genevois ont donc étudié ces trois groupes d'éléments. Leurs raies se trouvent dans des régions du

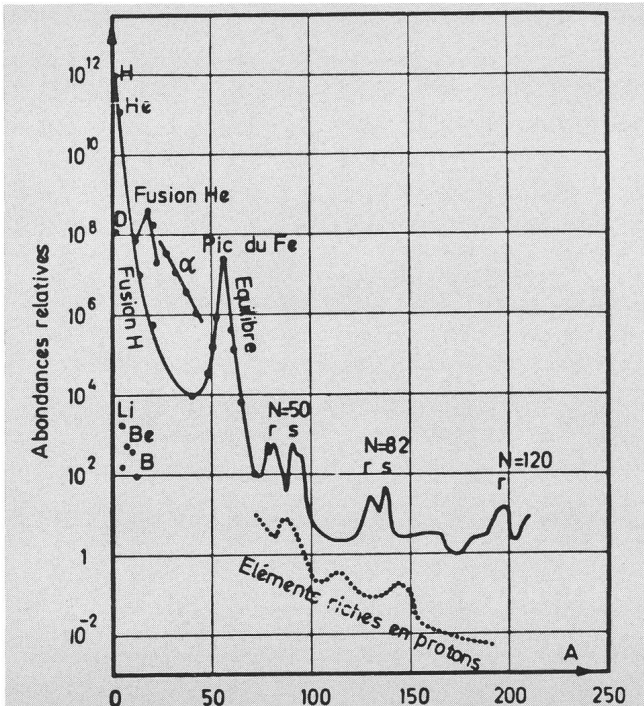


Fig. 4: Abondances relatives des éléments dans l'Univers en fonction du poids atomique A (dans une échelle où 10^{12} est attribué à l'hydrogène).

— Les éléments légers sont nettement prédominants, sauf toutefois le groupe du lithium (Li), du béryllium (Be) et du bore (B). Ces éléments instables sont rapidement détruits lors des réactions nucléaires se produisant au sein de l'étoile.

— Le fer (Fe), atome extrêmement stable, ainsi que les éléments de structure proche sont nettement surabondants.

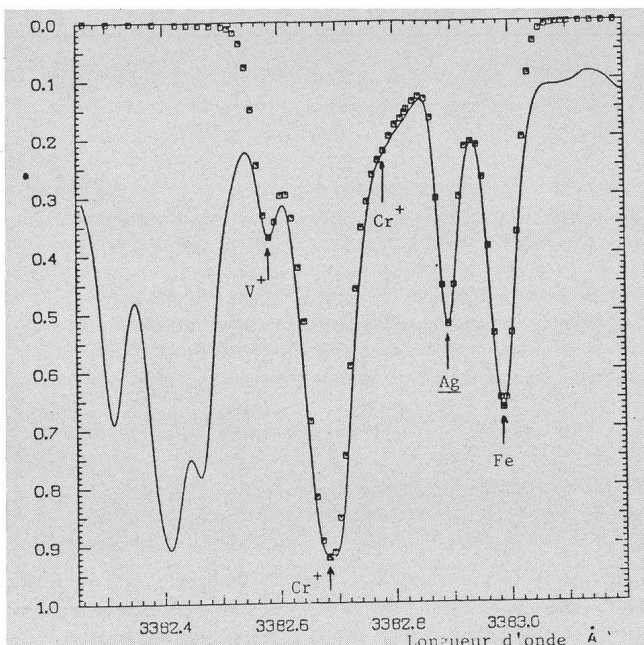


Fig. 5: La méthode de calcul des spectres synthétiques permet de très bien reproduire le spectre observé. (\square calculs; — observations). Ici, dans le cas de la détermination de l'abondance de l'argent on a étudié une petite partie du spectre solaire voisine d'une des raies d'argent neutre (Ag).

spectre solaire où celles-ci sont si nombreuses qu'elles se chevauchent; la méthode des spectres synthétiques permet de tenir compte des «mélanges» qui peuvent intervenir. Comme le montre la Fig. 5, les spectres calculés reproduisent les observations de façon très satisfaisante, ce qui rend très précises les abondances ainsi déterminées. En effet, le Soleil offre la possibilité d'effectuer des observations en différents points de son disque apparent (aussi bien au centre que près du bord). Cela impose une contrainte supplémentaire, celle d'obtenir une abondance identique pour toutes les positions observées, qui correspondent à des états physiques qui varient légèrement. Le fait que cette condition a été remplie offre une garantie supplémentaire de fiabilité aux résultats obtenus.

Problèmes ouverts

Les observations par satellites offrent aux astronomes l'accès au rayonnement ultraviolet. Cette région du spectre est extrêmement importante: en effet, les étoiles chaudes, jeunes et massives, rayonnent surtout dans l'ultraviolet et l'information que nous pouvons en tirer y est donc plus riche que dans le domaine visible. De plus, les raies les plus importantes, dites raies de résonance (issues du niveau énergétique fondamental), de la plupart des éléments se situent dans l'ultraviolet. Il faut également noter que certaines étoiles semblables dans le domaine visible ont des spectres ultraviolets fort différents. L'étude de ceux-ci nous apporte donc de nouvelles informations fort précieuses.

D'autre part, grâce aux développements technologiques récents, le domaine infrarouge peut à présent être étudié avec précision. Cela facilite grandement non seulement l'étude des étoiles chaudes auxquelles est associée une émission infrarouge, mais surtout celle des étoiles froides, de leurs raies et bandes moléculaires. Grâce à l'observation dans l'IR on est, par exemple, en train de déterminer avec une précision toujours meilleure les rapports d'abondance des isotopes du carbone, de l'azote et de l'oxygène; ces rapports sont très importants, étant nécessaires aux calculs de modèles d'intérieurs stellaires et par conséquent aux modèles d'évolution des étoiles.

Il est essentiel de toujours améliorer nos connaissances des compositions chimiques stellaires. Nées d'un nuage de matière interstellaire, les étoiles évoluent, transmutent par la nucléosynthèse leurs éléments légers en éléments de plus en plus lourds. Un grand nombre d'étoiles vieilles rejettent ensuite leur matière dans le milieu interstellaire qui se trouve ainsi enrichi en éléments lourds. Une nouvelle génération d'étoiles se formera, avec des propriétés et une vie très différentes de l'ancienne, et ainsi de suite.

La composition chimique des atmosphères stellaires étant la même que celle du milieu qui a servi à leur formation, il s'ensuit que l'analyse d'étoiles d'âge compris entre 1 million et 10 milliards d'années retrace l'évolution chimique de notre Galaxie. La méthode peut se généraliser (avec d'énormes difficultés techniques cependant) aux autres galaxies, et c'est alors l'histoire chimique de l'Univers qui est déchiffrée.

Glossaire:

Atmosphère stellaire:

Couche superficielle de l'étoile d'où provient le rayonnement.

Nucléosynthèse:

Formation des éléments chimiques par différents processus nucléaires.

Profil

Distribution du flux lumineux dans l'intervalle de longueur d'onde occupé par une raie spectrale.

Transition

Passage d'un électron lié à un atome d'une orbite à une autre. Chaque orbite est caractérisée par un état physique défini, les transi-

tions correspondent à un «saut» d'un état à un autre et sont régies par les lois de la mécanique quantique.

Adresse des auteurs:

Claude Barambon et Michèle Jousson, Observatoire de Genève, CH-1290 Sauverny.

Sonnenforschung mit Radiowellen an der ETH

ARNOLD BENZ

In den letzten zehn Jahren hat sich unser Bild der Sonnenatmosphäre grundlegend geändert. Früher nahm man an, dass die Sonne im wesentlichen wie eine Glühbirne funktioniert: Im Innern eine Energiequelle und aussen gleichförmige, horizontale Schichten. Sonnenflecken und Eruptionen waren nur Ausnahmen dieses kugelsymmetrischen, statischen Bildes. Heute weiss man jedoch, dass die Sonnenatmosphäre weder zeitlich noch räumlich konstant ist: In einem dauernden Brodeln kann sich Energie in Form von starken Magnetfeldern aufbauen, verlagern, explosiv freisetzen oder langsam abbauen. Auf kleinsten Distanzen (bis 10 km), auch horizontal, kann sich z.B. die Temperatur um einen Faktor 100 ändern. Vor allem in der obersten Region, der sogenannten Korona, herrscht nicht majestätische Ruhe, sondern ein Betrieb wie in einem Hexenkessel: Magnetfelder formen Schläuche, in denen bis 10 Millionen Grad heisse Materie eingeschlossen ist. Diese Schläuche werden durch Bewegungen weiter unten nachgeschleppt; sie können sich verdichten, verdrehen oder sich gar gegenseitig zerstören. In einer Eruption werden Energien freigesetzt, welche den gesamten Energieumsatz der Menschheit bis heute um das Tausendfache übertreffen. Aus bestimmten Löchern der Korona verdampft schliesslich der Sonnenwind in das Weltall hinaus.

Die Erde ist durch ihre Atmosphäre gegen diese energiereichen Prozesse äusserst günstig abgeschirmt, doch kommt es trotzdem zu Auswirkungen: Sonneneruptionen können den Kurzwellen-Funkverkehr lahmlegen, Satelliten beschädigen und langfristig unser Klima beeinflussen.

Es ist noch ungeklärt, wie sich die enorme magnetische Energie, die sich während mehrerer Stunden in einem Volumen etwa von der Grösse der Erde aufbaut, in wenigen Minuten in einer Eruption wieder entladen kann. Magnetfelder können normalerweise nicht so rasch durch heisse Materie diffundieren. Es wird vermutet, dass elektro-akustische Wellen den Transport und die schnelle Vernichtung von Magnetfeldern ermöglichen. Diese Wellen haben Wellenlängen von etwa einem Meter und pflanzen sich nicht fort durch den interplanetaren Raum. Von der Erde aus sind sie daher nicht direkt zu beobachten.

Ein Schwerpunkt der Grundlagenforschung der Gruppe für Radioastronomie, einer Unterabteilung des Mikrowellenlaboratoriums an der ETH, ist der Nachweis dieser Wellen mit indirekten Methoden. Elektro-akustische Wellen führen zu starker Radiostrahlung in einem grossen Frequenzbereich. Daher haben die ETH-Radioastronomen ein

System von drei Instrumenten entwickelt, welche das Spektrum der solaren Radiostrahlung zwischen 100 und 1000 MHz mit immer feinerer Auflösung untersuchen:

1. Der Spektrograph «*Daedalus*» überwacht ununterbrochen den ganzen Frequenzbereich.
2. Das computergesteuerte Spektrometer «*Ikarus*» misst 2000 mal pro Sekunde die Strahlungsintensität bei vorgeprogrammieren Frequenzen aus demselben Bereich. Es registriert aber nur dann auf Magnetband, wenn der Computer eine Sonneneruption festgestellt hat.
3. Auf Befehl des Computers schreibt das System «*Florida*» einen nur 2 MHz breiten Ausschnitt aus dem Spektrum direkt auf Magnetband. Eine nachträgliche, verlangsamte Wiedergabe erlaubt eine Frequenz- und Zeitauflösung, die zehnmal besser sind, als sie je erreicht wurden.

Zwei Parabolreflektoren von 5 und 7 m Durchmesser und logarithmisch-periodische Primärstrahler dienen als Antennen. Die ganze Anlage steht bei Gränichen, südlich von Aarau. Sie arbeitet vollautomatisch, kann aber via Telefon von Zürich aus überwacht werden.



Abb. 1: Die Antennenanlage und Meßstation bei Gränichen wurde im Herbst 1979 in Betrieb genommen.