

Zeitschrift: Verhandlungen der Schweizerischen Naturforschenden Gesellschaft.
Wissenschaftlicher und administrativer Teil = Actes de la Société
Helvétique des Sciences Naturelles. Partie scientifique et administrative
= Atti della Società Elvetica di Scienze Naturali

Herausgeber: Schweizerische Naturforschende Gesellschaft

Band: 153 (1973)

Vereinsnachrichten: Sektion für Astrophysik und Astronomie

Autor: [s.n.]

Nutzungsbedingungen

Die ETH-Bibliothek ist die Anbieterin der digitalisierten Zeitschriften auf E-Periodica. Sie besitzt keine Urheberrechte an den Zeitschriften und ist nicht verantwortlich für deren Inhalte. Die Rechte liegen in der Regel bei den Herausgebern beziehungsweise den externen Rechteinhabern. Das Veröffentlichen von Bildern in Print- und Online-Publikationen sowie auf Social Media-Kanälen oder Webseiten ist nur mit vorheriger Genehmigung der Rechteinhaber erlaubt. [Mehr erfahren](#)

Conditions d'utilisation

L'ETH Library est le fournisseur des revues numérisées. Elle ne détient aucun droit d'auteur sur les revues et n'est pas responsable de leur contenu. En règle générale, les droits sont détenus par les éditeurs ou les détenteurs de droits externes. La reproduction d'images dans des publications imprimées ou en ligne ainsi que sur des canaux de médias sociaux ou des sites web n'est autorisée qu'avec l'accord préalable des détenteurs des droits. [En savoir plus](#)

Terms of use

The ETH Library is the provider of the digitised journals. It does not own any copyrights to the journals and is not responsible for their content. The rights usually lie with the publishers or the external rights holders. Publishing images in print and online publications, as well as on social media channels or websites, is only permitted with the prior consent of the rights holders. [Find out more](#)

Download PDF: 12.01.2026

ETH-Bibliothek Zürich, E-Periodica, <https://www.e-periodica.ch>

2. Sektion für Astrophysik und Astronomie

Schweizerische Gesellschaft für Astrophysik und Astronomie
Société Suisse d'Astrophysique et d'Astronomie
Società Svizzera di Astrofisica e Astronomia

Präsident: Prof. Dr. U.W. Steinlin, Astronomisches Institut der
Universität Basel, 4102 Binningen

Sekretär: dipl. Math. P. Wild, Astronomisches Institut der
Universität Bern, Sidlerstrasse 5, 3000 Bern
Wissenschaftliche Sitzung / Séance scientifique

Freitag, 19. Oktober / Vendredi 19 octobre

1. Edith A. Müller (Observatoire de Genève): Quelques activités scientifiques de l'Observatoire de Genève

Groupe de cinématique et dynamique stellaire
(A. Gomez, L. Martinet, M. Mayor, F. Mayer)

Les travaux se poursuivent dans diverses directions complémentaires:

1. Les propriétés des orbites stellaires ont été étudiées dans 3 modèles distincts du potentiel galactique. Les valeurs des paramètres fondamentaux de tels modèles au voisinage du Soleil sont mal déterminés (incertitudes sur les constantes de Oort et sur la densité de matière φ_0 p.ex.) On a étudié dès lors la relation entre le comportement des orbites périodiques et non périodiques et les valeurs possibles de ces paramètres fournies par les observations ou par déduction théorique. Seules les conditions initiales liées à des moments cinétiques faibles semblent propices à l'apparition d'interactions de résonances et d'orbites périodiques hétéroclines, conditions pour la disparition de la 3^e intégrale du mouvement. En revanche, pour l'ensemble des espèces stellaires peuplant le voisinage du Soleil (même pour des vitesses de l'ordre de 200 km/s), l'existence d'une 3^e intégrale, hormis l'énergie et le moment cinétique, semble assurée, quel que soit le modèle envisagé (Martinet/Mayer).

2. Une étude de la structure fine du champ de vitesse au voisinage du Soleil a été poursuivie, en ayant recours aux recensements d'étoiles mesurées en photométrie uvby et pour lesquelles les vitesses spatiales ont été calculées à partir de la vitesse radiale et des mouvements propres. Les récentes calibrations de Joergensen et al. ont permis de donner des âges individuels aux étoiles de l'échantillon et d'étudier plus finement la variation des paramètres cinématiques en fonction de l'âge. Une nouvelle détermination de la vitesse du Soleil par rapport au mouvement circulaire a été faite en prenant garde de ne pas inclure dans la discussion les types

stellaires très jeunes, trop sensibles aux effets de perturbations telles les ondes de densité par exemple. On a également été en mesure de préciser la relation entre activité chromosphérique des étoiles GK et leur âge, en comparant les propriétés cinématiques de ces étoiles avec celles de l'échantillon précité. (Mayer.)

3. Poursuite de la construction du spectrophotomètre du type Griffin pour la mesure des vitesses radiales. Les premiers essais de mesure sont prévus pour le premier semestre 1974. (Mayor, Poncet, Baranne.)

Groupe d'électronographie (G. Goy)

Le microphotomètre spécialisé dans le dépouillement des électro-grammes est en voie d'achèvement. Il est relié «on line» au nouveau parc d'ordinateurs en service à l'Observatoire. Les premières mesures débute-ront à la fin de l'année sur des clichés d'amas pris en 7 couleurs au téles-cope français de 193 cm en Haute-Provence. Parallèlement, les nouveaux tubes qui sortent en ce moment à Paris (caméra Lallemand de 80 mm) et à Austin, USA (caméra Griboval, à film d'alumine), fourniront des électro-grammes qu'on espère plus homogènes. Le but de cette recherche est inchangé: photométrie en 7 couleurs (système de l'Observatoire de Genève) par électronographie.

Groupe de photométrie

(M. Golay, M. Grenon, A. Maeder, F. Rufener)

Etude des courbes de lumière produites par l'effet de lentilles gravitation-nelles pour des binaires contenant des étoiles dégénérées. (A. Maeder, 1973, *Astron. Astrophys.*, 26, 215.)

Variabilité des supergéantes non céphéides. (A. Maeder, F. Rufener, 1972, *Astron. Astrophys.*, 20, 437.)

Etude de particularités dans les séquences d'amas et modèles de structure interne avec «overshooting» du noyau convectif. (A. Maeder, sous presse.)

Plusieurs problèmes de calibrations. (A. Maeder, 1972, *Symposium UAI N° 54*, Genève.)

Calibration tridimensionnelle des étoiles froides dans le système photo-métrique de Genève. (M. Grenon, à paraître.)

Analyse photométrique de 700 étoiles de type F5 à K5. Investigations sur les relations âge, abondance et propriétés cinématiques. (M. Grenon, à paraître.)

Poursuite systématique des observations en 7 couleurs tant dans le ciel Nord que dans le ciel Sud, tant des étoiles du champ que des étoiles d'amas.

Groupe de recherche spatiale (D. Huguenin, O. Steiger)

Haute atmosphère: Mesures de la variation aurorale de l'ozone au-dessus de 35 km, en collaboration avec le Laboratoire de Physique de l'Atmosphère à Paris.

Astronomie UV: Préparation d'une nacelle avec sidérostat pour la photométrie photo-électrique dans l'UV.

Astronomie IR: Service de la nacelle pour des mesures infrarouges solaires du Laboratoire de Physique du solide de l'EPF Zurich. (Programme de recherches de E. A. Müller, Observatoire de Genève, et F. Kneubühl, EPF Zurich.)

Groupe de spectroscopie stellaire et solaire

I. Chmielewski, B. W. Lites, A. Llorente, E. A. Müller et R. de la Reza)

Etablissement d'un modèle empirique de l'opacité inconnue qui agit dans cette région spectrale, modèle qui soit cohérent avec l'assombrissement centre-bord de l'intensité du continu et qui permette de décrire le comportement centre-bord des raies. (I. Chmielewski et E. A. Müller.)

Problèmes particuliers posés par la détermination de l'abondance solaire des éléments dont les seules raies observables se trouvent dans le proche ultraviolet (longueurs d'ondes plus courtes que celle de la discontinuité de Balmer). Applications: abondances de béryllium et de l'or. (I. Chmielewski et E. A. Müller.)

Etude de la formation des raies spectrales dans les atmosphères stellaires suivant la théorie générale de l'équilibre statistique (non-ETL). Des résultats ont été obtenus concernant les mécanismes physiques de formation de certaines raies de résonance importantes dans le Soleil (lithium et potassium) ainsi que l'abondance des éléments responsables. (E. A. Müller et R. de la Reza.)

Etude des champs de vitesses (micro- et macroturbulence) dans l'atmosphère solaire. (E. A. Müller et R. de la Reza.)

Recherche sur l'influence de l'effet de «blending» (superposition de raies) sur les conditions de formation de raies spectrales. Application à l'étude du profil des raies du Ca I et à l'interprétation de l'émission qui apparaît à l'extrême bord du Soleil dans les raies de Fe II superposées aux ailes des raies H et K de Ca II. (B. W. Lites.)

Formation des raies de Fe I dans des étoiles de température effective solaire mais de différentes classes de luminosité (de II à V). (C. R. Cowley et B. W. Lites.)

Observations à haute résolution du spectre de α -Per dans le but de tester les prédictions théoriques du travail précédent avec C. R. Cowley. (B. W. Lites.)

Etude du «blanketing» ultraviolet pour différents types d'étoiles à partir d'observations obtenues avec le «Orbiting Stellar Spectrophotometer S 59» de Utrecht à bord du satellite ESRO TD-1A. (A. Llorente et E. A. Müller.)

Groupe de structure interne et évolution des étoiles

(P. Bouvier, M. Patenaude)

Nous avons débuté, depuis 1972, une activité de recherche en structure interne et évolution des étoiles. A cet effet, un programme de calcul, aimablement mis à notre disposition par l'équipe de Göttingen, a été

adapté à l'ordinateur CDC 3800 puis discuté en détail en procédant à quelques retouches mineures. En outre, une méthode a été proposée pour tenir compte des théories physiques les plus récentes dans l'évaluation de l'opacité de conduction électronique. Nous sommes actuellement sur le point de passer à la production de modèles évolutifs d'étoiles.

2. W. Becker, R. Fenkart (Astronomisches Institut der Universität Basel): Der Stand der Basler Dichteuntersuchungen in Disk und Halo

In diesem Jahre werden es 20 Jahre, dass sich das Astronomische Institut der Universität Basel mit dem Problem des räumlichen Aufbaus des Milchstrassensystems befasst. Am Anfang dieser Arbeiten steht die Konzeption der Drei-Farben-Photometrie und das Wissen um die Möglichkeiten, die durch sie gegeben sind für eine verhältnismässig sehr genaue Bestimmung grosser Entfernungen von Sternhaufen und von Sternen allgemein. Die «Grenzen» des Milchstrassensystems in vielen Richtungen von der Sonne aus gesehen zu erreichen, sollte keine prinzipiellen Schwierigkeiten bereiten.

Der Plan, der bei der Ausführung der Arbeiten befolgt wurde, musste natürlich ausgehen von den damals gegebenen Vorstellungen vom räumlichen Aufbau des Milchstrassensystems. Es konnte aber kein starrer Plan sein, weil sich diese Vorstellungen aufgrund der eigenen Ergebnisse und derjenigen anderer Observatorien und auch aufgrund der Entwicklungen in den theoretischen Vorstellungen von Bau und Bewegungsverhältnissen des Systems änderten und vervollkommneten.

Es konnte aber auch deswegen kein starrer Plan sein und seine Ausführung nicht vorprogrammiert werden, weil das Basler Institut in seinen Möglichkeiten sehr beschränkt war und der Hilfe durch andere Observatorien bedurfte, denn es besass und besitzt auch heute noch kein geeignetes Teleskop für die vorgesehenen Zwecke. Ein Plan konnte also nur auf dem Wege über die Tätigkeit als Gastbeobachter an anderen Sternwarten ausgeführt werden. Gastbeobachtung – so gewinnbringend sie sachlich und menschlich auch ist – bedeutet immer Ungewissheit über Zeitpunkte und Zeitdauer der zugestandenen Beobachtungstätigkeit.

Da es sich bei stellarstatischen Untersuchungen über den Bau des Milchstrassensystems vielfach um grössere oder gar grosse Anzahlen von Sternen handelt, die photometriert werden müssen, kommt für sie nur die photographische Methode in Betracht. Diese setzt zur Ausmessung der fokalen Sternbilder und deren Verwandlung in Grössenklassen ein Plattenphotometer und direkt am Teleskop gewonnene photoelektrische Skalen voraus.

Nur hinsichtlich des Plattenphotometers konnte das Basler Institut sich frühzeitig unabhängig machen. Ein Irisblenden-Photometer wurde konstruiert und in mehreren Exemplaren in eigener Werkstatt gebaut.

Photographische Platten und photoelektrische Skalen dagegen mussten an anderen Instituten besorgt werden. Die Skalen konnten in grösserer Zahl auch aus Publikationen beschafft werden.

Seit vielen Jahren konnten Basler Wissenschaftler Schmidt- und Parabolspiegel von rund zehn Observatorien in den Vereinigten Staaten, in Italien, Ägypten und Südafrika mit Durchmessern zwischen 40 und 250 cm zur Gewinnung von photographischen Platten und photometrischen Skalen benutzen. Dazu kommen rund 15 Platten aus dem Archiv des 5-m-Hale-Teleskops. Die Belichtungszeiten für die Platten liegen meistens bei 10–20 min für Rotfilter und Gelbfilter und bei 40–60 min für Ultraviolettfilter.

Die Auswertung der photographischen Aufnahmen geschah hauptsächlich durch Wissenschaftler und Doktoranden des Basler Institutes. Daran beteiligt waren und sind aber auch Kollegen an den Universitätsinstituten von Innsbruck, Wien, Istanbul, Kairo, Münster und Madrid.

Zurzeit liegen als Resultat der Beobachtungen vor:

1. die Entfernungen von 226 galaktischen Sternhaufen,
2. die Helligkeiten und Farbenindizes von 42285 Sternen in 26 Feldern in Disk- und Halokomponente der Milchstrasse.

Das Basler Forschungsprogramm ist in drei Teile gegliedert, entsprechend den beobachtungstechnischen Erfordernissen und den besonderen sachlichen Gegebenheiten, die sich auf die Auswertung des unmittelbaren Beobachtungsmaterials und die Diskussion auswirken.

Diese Teile sind:

- A. Galaktische Sternhaufen
- B. Galaktischer Disk allgemein
- C. Galaktischer Halo

A. Die Anwendung der Methode der Drei-Farben-Photometrie auf galaktische Sternhaufen zeigte, dass auf diese Weise verhältnismässig sehr genaue Distanzen bestimmt werden können. Der mittlere Fehler beläuft sich im Durchschnitt auf etwa 10%. Das ist eine Genauigkeit, die nur übertroffen wird von den trigonometrischen Parallaxen naher Sterne und von den Entfernungsbestimmungen bei bestimmten, auch nicht sehr entfernten Doppelsternen.

Die Anzahl galaktischer Sternhaufen wird auf 3000–5000 geschätzt. Hiervon sind aber nur etwa 600 hell genug für die Anwendung der Methode. Für etwa die Hälfte davon liegen heute Entfernungsbestimmungen vor, die zu etwa einem Drittel am Basler Institut vorgenommen wurden. Aus der Verteilung dieser Haufen in der Galaktischen Ebene geht mit aller Deutlichkeit hervor, dass es in der Milchstrassenebene eine Spiralstruktur gibt, die aber nur bei jungen Objekten in Erscheinung tritt. Die Drei-Farben-Photometrie ermöglicht nicht nur die Bestimmung der Entfernung, sondern auch die des Alters eines galaktischen Haufens (natürlich auf der Basis theoretischer Vorstellungen von der Sternentwicklung), so

dass man die Gruppe der als jung zu betrachtenden von den älteren und alten Sternhaufen abtrennen kann, um ihrem unterschiedlichen Verhalten Rechnung zu tragen.

Bei den jungen Objekten gibt sich die Existenz von Teilstücken von mindestens drei Spiralarmen zu erkennen, während die älteren Haufen in ihrer Verteilung keine Struktur andeuten. Die bisher erreichten Entfernungen betragen ungefähr 5 kpc. Da der Fehler der Distanz ein prozentualer Fehler ist, ist die Lokalisierung bei wachsenden Entfernungen mit einem zunehmenden absoluten Fehler behaftet, der in Entfernungen über 5 kpc die Spiralstruktur mehr und mehr verwischt. Wir können also auf diesem Weg die Spiralstruktur nicht bis zu den Grenzen des Systems ermitteln.

Das Sternhaufen-Programm wird am Basler Institut fortgesetzt. Wo immer sich auf den Schmidt-Spiegel-Aufnahmen von Feldern der Milchstrasse Sternhaufen befinden, die hell genug sind, werden sie gemessen. Auch an anderen Observatorien laufen Programme dieser Art, wenn auch nicht so systematisch durchgeführt, und man kann erwarten, dass sich in den nächsten Jahren das Verteilungsbild weiter vervollständigen und präzisieren wird.

B. Das Programm des galaktischen Disks hat zur Aufgabe, stichprobenweise in Richtung ausgewählter Felder der Scheibe die räumliche Verteilung der Sterne verschiedener Leuchtkraft zu ermitteln, die in der Form von Dichtegradienten ausgedrückt wird. Das Ziel ist es, aus einer grösseren Zahl solcher Dichtegradienten eine Synthese vorzunehmen, die das Gesamtbild der räumlichen Verteilung der Sterne in der galaktischen Ebene zu erkennen geben soll. Ob dieses Ziel erreicht werden kann, bzw. bis zu welchem Grad der Generalisierung es erreichbar ist, kann man nicht voraussehen. Das können nur die Ergebnisse selber zeigen.

Der Plan umfasst zurzeit 48 Felder der nördlichen und der südlichen Milchstrasse. Sie sind zwar über die ganze Milchstrasse verteilt, aber die Gebiete des galaktischen Zentrums und die Gegenrichtung des Antizentrums sind bevorzugt, weil man durch die Vereinigung der Ergebnisse Dichtegradienten finden kann, die über die Sonne hinweg in radialer Richtung von einem Abstand von rund 5 kpc vom galaktischen Zentrum bis fast zu den «Grenzen» des Systems reichen. Diese zeigen im grossen und ganzen in radialer Richtung nach aussen eine monoton abfallende Dichte. Das Durchstossen des nächstinneren Spiralarms macht sich dabei durch ein aufgesetztes Dichtemaximum bemerkbar.

Von den 48 Feldern liegen zurzeit Dichtegradienten in 19 Feldern vor. Das reicht bei weitem noch nicht aus, um eine erste Synthese zu versuchen. Aber man gewinnt den Eindruck, dass eine solche zu einem späteren Zeitpunkt möglich sein müsste, da sich gewisse Befunde in den Dichtegradienten verschiedener einander benachbarter Richtungen wiederholen. Es ist also nicht so, dass wir es mit einer chaotischen Dichteverteilung zu tun hätten, sondern vielmehr mit einer in gewissem Ausmass geordneten.

Die hauptsächliche Schwierigkeit in der Erzielung zuverlässiger Ergebnisse in Scheibefeldern liegt in der interstellaren Absorption, die ja in Richtungen nahe dem galaktischen Äquator besonders gross und örtlich besonders variabel ist. Zwar sind die Felder so ausgewählt, dass die scheinbare Sternzahl pro Quadratgrad möglichst gross und gleichförmig ist, was kleine Absorption erwarten lässt. Aber in so grossen Entfernungen, mit denen man es hier zu tun hat, kann auch eine kleine Absorption Beträge von 1–2 Grössenklassen erreichen mit überlagerten lokalen Schwankungen. Es ist darum in der Diskussion der Befunde nicht mehr leicht, auseinanderzuhalten, was an der allgemein natürlich immer vorhandenen Unsicherheit in den abgeleiteten Daten auf das Konto der Beobachtungsfehler, was auf das Konto der Streuung der absoluten Helligkeiten und was schliesslich auf das Konto der lokalen Differenzierung der interstellaren Absorption zu buchen ist. Eine Vermehrung der Sternzahl pro Feld über die übliche Zahl zwischen 1000 und 2000 durch Vergrösserung dieses Feldes bringt keinen Vorteil, da sie im allgemeinen die Chancen für noch weitergehende Differenzierungen in der Absorption begünstigt, wodurch der erhoffte Gewinn wieder verlorengeht.

Die Genauigkeit der Entfernungsbestimmung für einen einzelnen Stern in einem Sternfeld ist wesentlich geringer als bei galaktischen Sternhaufen. Man kann sie nur roh abschätzen. Zwischen einem günstigen und einem ungünstigen Fall mag der Fehler von etwa 20% auf ungefähr 40% steigen. Es ist aber zu bedenken, dass wir es bei der Ableitung von Dichtegradienten nicht mit einzelnen Sternen zu tun haben, sondern immer mit Mengen von 10–100 einzelnen Sternen, für die nur die durchschnittliche Entfernung gebraucht wird.

Das Programm der galaktischen Scheibe wird am Basler Institut fortgesetzt, zurzeit sind 5 Felder in Arbeit.

C. Das Programm des galaktischen Halo ist beobachtungstechnisch nicht verschieden von demjenigen der galaktischen Scheibe. In der Diskussion aber entfällt die Schwierigkeit der interstellaren Absorption weitgehend, da diese in Richtungen höherer galaktischer Breiten, mit denen man es hier ja vorwiegend zu tun hat, entweder ganz fehlt oder sehr klein ist und in relativ geringer Entfernung verursacht wird, so dass alle Sterne eines Feldes in gleicher Weise von ihr betroffen werden.

Das Halo-Programm sieht zurzeit Beobachtungen in 16 Feldern vor. In 7 Feldern sind die Ergebnisse schon bekannt. Die Richtungen dieser Felder sind so an der Sphäre verteilt, dass sie in oder nahe einer Ebene liegen, die senkrecht auf der galaktischen Ebene steht und durch das galaktische Zentrum und die Sonne geht. Diese Wahl ergibt sich aus der geltenden Vorstellung vom räumlichen Aufbau des Halos. Es wird angenommen, teils basierend auf der bekannten Verteilung der Kugelhaufen, teils auf derjenigen von RR-Lyrae-Veränderlichen, dass die Verteilung der Sterne im Halo im wesentlichen zentralsymmetrisch zum galaktischen Kern ist, wobei die Flächen gleicher Dichte konzentrische Ellipsoidoberflächen einer gewissen, aber noch unbekannten Abplattung sind. Wenn

das so ist, dann wird man aus einer Synthese der Dichtegradienten in Feldern verschiedener galaktischer Breiten innerhalb der genannten, senkrecht zur Milchstrassenebene stehenden Ebene Linien gleicher Sterndichte konstruieren können, die diese Annahmen bestätigen oder widerlegen, die aber jedenfalls etwas Quantitatives über die Dichteverteilung im Halo aussagen. Für einen Teilbereich des Halo sind solche Linien gleicher Dichte schon bekannt. Zu einem späteren Zeitpunkt wird man die Verhältnisse in anderen Schnittflächen senkrecht zur Milchstrassenebene studieren.

Die Platten werden am 48"-Hale-Schmidt-Spiegel gewonnen, da nur dieser die erforderliche Grenzgrösse von etwa 19,0 magn. erreichbar macht. Es werden die gleichen drei Farbfilter wie für das Programm der galaktischen Scheibe verwendet. In jedem Feld werden etwa 1500 Sterne photometrisch vermessen, und zwar je auf fünf Platten des gleichen Farbfilters. Nach der Ausführung der Photometrie liegen für jeden Stern eine scheinbare Helligkeit und zwei Farbenindizes vor. Erst an diesen kann man erkennen, ob ein Stern eines Feldes zum Halo gehört, oder ob er ein naher Vordergrundstern der Scheibe ist.

Diese Unterscheidung basiert auf dem seit 1956 bekannten Umstand, dass es sich bei den Halo-Sternen um Sterne der ersten Generation handelt, mit einem Defizit an Metallen, welches sich durch Überhöhung der Intensität im ultravioletten Teil des Spektrums im Farbenindex bemerkbar macht. Das Defizit ermöglicht die Unterscheidung und ist durch den Farbenindex messbar. In einem Zwei-Farben-Diagramm, in dem die beiden Farbenindizes der Drei-Farben-Photometrie die Koordinaten sind, erscheinen die Halo-Sterne mit UV-Überschuss nach oben verschoben.

Beim Halo-Programm interessieren natürlich in erster Linie die Halo-Sterne. Aber auch die Sterne der galaktischen Scheibe, deren Anteil je nach Feld bis zur Hälfte der gemessenen Sterne ausmachen kann, sind im Rahmen dieses Programms von Nutzen, da sie zu Dichtegradienten führen, die nicht in der galaktischen Ebene liegen, sondern in Richtung höherer galaktischer Breiten. Und das führt letzten Endes zu der Dichteschichtung der Scheiben-Sterne parallel zur galaktischen Ebene.

Das Halo-Programm könnte heute prinzipiell rasche Fortschritte machen, da man die Messung der Platten mit der Galaxy-Maschine in Edinburgh mit grosser Geschwindigkeit ausführen kann, wodurch die Ausmessungszeit für rund 1500 Sterne auf 15 Platten von mehreren Monaten auf eine Woche reduziert werden kann. Aber dieser Vorteil nützt zeitlich im Augenblick wenig, da das Tempo nicht durch die Messgeschwindigkeit, sondern durch die Existenz photoelektrischer Skalen bis zur 19. Grössenklasse in den Feldern bestimmt wird. Die Aufstellung einer solchen Skala nimmt mehrere Beobachtungsnächte an sehr grossen Parabolspiegeln in Anspruch, und die sind eben nicht verfügbar. So kann man vielleicht nur mit dem Gewinn eines einzigen neuen Feldes pro Jahr rechnen. Aber wegen der grösseren Symmetrie der Dichteverteilung im Halo braucht man für eine Synthese natürlich wesentlich weniger Felder als in der galaktischen Scheibe.

Das Programm wird fortgesetzt nach Massgabe des Hinzukommens neuer Skalen.

An den beschriebenen Forschungsarbeiten sind alle wissenschaftlichen Mitarbeiter des Basler Instituts beteiligt und die Finanzierung wird durch den Schweizerischen Nationalfonds unterstützt.

3. F. Waldner, W.G. Proctor (Physik-Institut der Universität Zürich): Possible ambiguities in the interpretation of the spectra of Quasi-Stellar Objects

Abstract

A careful comparison of the spectra of a large number of QSOs with nebular spectra in the range of 1000 to 11 000 Å has shown, except for two line spectra, that alternate identifications which would lead to new red shift values cannot be found. Both systematic and individual alternate identifications can be found however when identification is attempted with known stellar emission patterns. Some success using prominent emission lines of supernovae has also been achieved.

1. Introduction

Observations in recent years have established many examples of physical association of QSOs with galaxies [1]. In some of these cases, the redshifts of the QSO and the galaxy are the same, implying a valid cosmological interpretation of the red shift. In other cases, they are not, suggesting either another cause for the red shift, or that the QSO is leaving the galaxy at a speed related to the difference in red shift. Physical association in any case provides support for the "local theory" which proposes that QSOs are galactic events and that the QSOs are expelled from galaxies at various speeds. In this case, however, one would expect to find a significant number of QSOs headed toward the Earth at speeds in excess of the cosmological expansion, but a blue shift has never been found. This may, however, be a consequence of a systematic misinterpretation of some regularly occurring QSO spectral pattern. It is this possibility that we wish to examine, fully aware that any alternate identifications that we may find might lead simply to different red shifts, an important result but one which could not provide dramatic corroboration of the local theory.

2. Nebular spectra

All QSO spectra have been successfully interpreted by identifying the observed lines with intense lines characteristic of nebular spectra [2, 3].

If we wish to test the hypothesis that some spectra may indeed be blue shifted, we would therefore need to look for nebular line patterns at long wavelengths that could also successfully explain the observed patterns.

If and when such an identification has been made, there would of course be two interpretations, and the ambiguity could only be resolved by other data, such as information from the continuum, or the subsequent discovery of additional lines.

In our investigation, we have examined the spectra of 225 QSOs, described in 31 papers [4]. Of these, 8 QSOs had one-line spectra, 81 QSOs had two-line spectra, 57 three-line spectra, 30 four-line spectra, and 49 five or more-line spectra. As we shall demonstrate, it will prove easy to find alternate pairs of sources, leading to more modest red-shifts and often blue shifts, for the two-line spectra.

In order to consider alternate sources for two-line spectra, we need first to know in practice how the ratio of the two lines have varied and still found identification with the same pair. Thus 27 QSO spectra with two lines were identified with the pair Ly- α , C IV which has a wavelength ratio 1.274. The ratio of the measured wavelengths, however, ranged from 1.266 to 1.279. Thus, in seeking alternate source pairs for some of these spectra, it is reasonable to list source pairs that have approximately the same range of ratios.

An extended search list was created by adding to the search list of Schmidt [3] the strongest lines observed for from the galaxy NGC 7027 [2] between [O III] λ 5007 and He I λ 10830.

Fourteen pairs with a ratio in the indicated range were found. Some of these may be thrown out at once, by various considerations; but others cannot. Thus it may be argued that red-shifts determined from two-line spectra are not uniquely determined. The ambiguity, however, is resolved when the same ratio is observed in a three- (or more) line spectrum. Because there is no other three-line pattern in the range of nebular spectra considered which can satisfactorily reproduce the pattern Ly- α , C IV, C III] within acceptable ratio variations, the uniqueness of the 27 two-line spectra with Ly- α and C IV is established.

The same general variation of other ratios is observed for other pairs, resulting in many possible alternate interpretations. Again, identification of the pairs is sometimes obtained when a unique spectrum of more complexity contains this pair with the same ratio, but it would not in any case be convincing to support the local theory on the accidental situation that all blue shifted QSO spectra happen to have only two lines. We need therefore to find patterns at long wavelengths that can serve to identify spectra with three or more lines.

We consider now QSOs with three or more emission lines of small red-shift, that is z less than about 0.4. These spectra are characterized by the intense forbidden lines of O III at $\lambda\lambda$ 4959 and 5007 (N_1 and N_2), and the Balmer series H- β , H- γ ... at $\lambda\lambda$ 4861, 4340 ... In many cases, these spectra are confirmed by finding the H- α λ 6561 at a predicted infrared wavelength, 3 C 273 being a classic case. We have however not been able to find any satisfactory pattern of alternate sources using nebular lines of wavelength between 0.5 μ and 1.1 μ that can reproduce this unique pattern. Our investigation therefore leads us to state that the red shifts of QSOs

with less than 0.4 are correct and that their spectra are nebular in character.

Further, if blue shifts exist, one should expect to find some modest blue shifts. One would therefore expect to find some QSO spectra blue shifted such that two or three lines of the pattern $H-\alpha$, N_1 , N_2 , $H-\beta$ fall into the visible. But we have not been able to identify this pattern or even a part of it in the 225 spectra we have on hand. Thus, if the local theory is correct, we are led to the proposition that any QSO with a blue-shifted spectrum has a blue-shift greater than -0.36 (such that N_1 and N_2 fall below the lower edge of the optical window near λ 3200) or that the spectra of QSOs are not always nebular in character and that, by accident, no QSOs of modest blue shift have nebular character.

The intermediate red-shifts (z between 0.7 and 1.4) are characterized by strong lines, which have been identified with $C\text{ III] } \lambda$ 1909 and $Mg\text{ II } \lambda$ 2798, having a ratio 1.466. An examination of this ratio in the spectra of 60 QSOs in which this identification has been made shows a distribution of measured ratios ranging from 1.460 to 1.471, centered symmetrically around 1.466. In the range λ 1000 to $1.1\text{ }\mu$, there are 11 pairs of lines in the nebular spectrum described above which have ratios in within the "experimental" range. Most of them may be dismissed for various reasons, but one of them—identification with the Fowler α and β transitions at $\lambda\lambda$ 4861 and 3203 (ratio 1.463)—was promising enough to examine in somewhat further detail, particularly since a small number of quite satisfactory alternate identifications could be made for some spectra of three or more lines when $F-\gamma$, $He\text{ I } \lambda$ 3889, and $N\text{ II } \lambda$ 5754 were included.

The identification $C\text{ III]}$, $Mg\text{ II}$ was made for two two-line QSOs by Schmidt [3] on the basis of the accuracy of the measured wavelengths, having a ratio 1.468 for 3C 245 and 1.467 for CTA 102, although the identification $C\text{ III]}$ was proposed for the first time in the same paper from the five line spectrum of 3C 354 where the measured ratio was 1.463. However, if one were seriously to support the identification $F-\beta$, $F-\alpha$ for the one-third of all QSO spectra in which it is presumed to appear, an explanation would have to be found for the circumstance that in another quarter of all QSO spectra where $F-\alpha$ should be seen, it is not, namely, in those spectra leading to low red-shifts, where the $F-\alpha$ should be seen just below $H-\beta$.

We define large red shifts as those occurring as a consequence of identification of an observed spectral line with $Ly-\alpha$, resulting in a red shift generally larger than 1.9. Such spectra, when composed of three or more lines, are characterized by the pattern $Ly-\alpha$, $C\text{ IV}$, and $C\text{ III]}$ at $\lambda\lambda$ 1216, 1549, and 1909 respectively. Particular effort was made to find an alternate pattern which could be substituted for these lines.

Table 1 illustrates for example one fairly satisfactory alternate identification. The excellence of the general agreement is somewhat unique to PHL 5200, however, and particularly troublesome is the circumstance that $H-\alpha$ falls in this range and is not observed, although a number of

identifications for other QSOs have been made where for example N_1 , N_2 and $Mg II$ have been seen, but none of the Balmer lines.

Table I The present identification is that given in ref. 23 and corresponds to system 1 of a three red-shift emission system, for which $z = 1.98$. The alternate identification is made with strong nebular lines as observed from NGC 7027. The numbers in parentheses are the errors in angstroms for the calculated wavelengths. The alternate wavelengths lead to a blue shift of -0.370 .

Table I Alternate identifications for the emission lines of PHL 5200

Observed λ	Present identification Ion	λ	Alternate identification Ion	λ	Intensity NGC 7027
3624 weak	Ly- α	1216 (0)	[N II]	5754 (-4)	12
3638			[Mn VI]	5776 (-4)	—
3704 strong	Mg II	1240 (+ 8)	He I	5876 (-1)	24
3977	C II	1335 (-3)	[O I]	6300 (+ 5)	20
4042			He II	6407 (+ 2)	—
4070			—	6462 (-4)	—
4095			unk.		
4122			He II	6527 (+ 7)	—
4157 strong	Si IV	1394 (+ 3)	[N II]	6583 (+ 6)	240
4178	Si IV	1403 (-3)	unk.		
4192	O IV]	1407 (-3)	unk.		
4427 weak	N IV]	1488 (-8)	[A V]	7006 (+ 9)	14
4504			[A III]	7135 (+ 5)	56
4550			[A V]	7237 (-14)	—
4621 strong	C IV	1549 (+ 4)	[O II]	7320 (+ 6)	77
5694 ill defined	C III]	1909 (+ 5)	[S III]	9069 (-24)	40

We conclude that for QSO spectra of three or more lines, and where the identification is made with nebular spectra, no attractive alternate identifications can be made which lead regularly to blue shifts. An occasional example, still not only leaves the red-shift of the QSO in spectrum ambiguous, but adds the additional unreasonable requirement that only an occasional QSO may be travelling in the direction to the Earth. Hence, if the local theory is to find support in the re-interpretation of QSO spectra, it will have to lie with the identification of QSO spectra with stellar (or combined) spectra.

3. Stellar spectra

Nebular spectra are characterized by strong lines at forbidden wavelengths, the Lyman and Balmer series of H I, and allowed transitions of ions of low excitation. Stellar spectra are observed from the hottest stars, a well known class being the Wolf-Rayet stars. These are characterized by allowed transitions from ions of relatively high excitation, no

hydrogen spectra at all, but strong lines from He II. Further, the relative strength of lines from a specific source ion is strongly dependent on the excitation mechanisms. As an example, the transition C III λ 5696 can be in emission while the triplet at λ 4650 is in absorption [25].

The superficial similarity between lines observed for quasi-stellar objects and the Wolf-Rayet emission lines—broad lines, absorption on the violet edges of some lines, and variability—undoubtedly has been noticed by many investigators. Stellar lines from these emission stars have probably not been investigated further because of the excellent agreement between the positions of the observed lines and the shifted known nebular lines. We show below, however, that large segments of the nebular line pattern can be duplicated with good accuracy by prominent Wolf-Rayet lines, so that these may be used instead, leading to considerably reduced red-shifts or blue shifts.

The Wolf-Rayet star serving as the central star of a planetary nebula provides an extremely flexible model with which one can find both stellar and nebular emission lines. The central star BD + 30° 3639 provides an excellent example of this kind of spectrum [5]. Thus in attempting to find other reasonable identifications for the emission lines from these unidentified objects, we have permitted ourselves to use any fairly intense line, observed from either stellar or nebular sources [5–14]. Further, in order to permit consideration of alternate line patterns, we have assumed that line positions are not known more closely than about 10 Å, a figure stated recently to be the uncertainty of the line positions for PHL 957 by Lowrance *et al.* [15]. It is clear that as the uncertainty in the line positions is permitted to increase, a larger number of source patterns may be considered.

In Table 2 we show the results of our efforts to find sets of wavelengths from Wolf-Rayet stars which may be substituted for segments of Schmidt's search list. On the whole, alternate identification seems to be made with lines from the carbon sequence of these stars. We wish to emphasize that although Table 2 may make attractive the alternate identification of QSO spectra with spectra from Wolf-Rayet stars, that identification of a QSO with a Wolf-Rayet star is not intended, but only that the processes which generate allowed lines of high excitation and the absence of H I spectra may be present in QSOs.

In making use of Table 2 for example the alternate source set A, where the wavelengths are, in average, a factor 2.635 times longer than the wavelengths originally used, a new red-shift value z' is obtained which is given by $2.635(1+z') = 1+z$. Table 3 presents a number of alternate spectral interpretations for a few QSOs of very high red shifts [15–23].

4. The spectra of supernovae

If QSOs are at the cosmological distances suggested by their red shifts, they are orders of magnitude more luminous than any other known astronomical object. Curiously, the emission spectra of QSOs have not

Table II Lines from the nebular search list are identified with emission lines from Wolf-Rayet stars. The symbol F stands for Fowler. A short set, having an average ratio 2.993, has not been included above.

Table II Alternate sources and wavelengths

Nebular sources	Wolf-Rayet sources		C	D	E
A	B				
[O III] 5007			C IV 8388 (1.675)	C III 8328 (1.663)	
[O III] 4959			C III 8328 (1.679)		C III 5696 (1.149)
H- β 4861			C III 8145 (1.676)	C II 8062 (1.659)	
[O III] 4363					[O III] 5007 (1.148)
H- γ 4340				C II 7234 (1.667)	[O III] 4959 (1.143)
H- δ 4102					F- α 4686 (1.142)
[Ne III] 3869					C IV 4441 (1.148)
[O II] 3727				C II 6205 (1.665)	C II 4269 (1.145)
[Ne V] 3426				C III 5696 (1.662)	N III 3930 (1.147)
F- β 3203			C III 5360 (1.673)	O IV 5305 (1.656)	O II 3692 (1.152)
O III 3133			C III 5251 (1.676)		C III 3607 (1.151)
[Ne V] 2974				He I 4922 (1.655)	O IV 3411 (1.147)
[Mg V] 2931	C IV 7726 (2.636)		He I 4922 (1.679)		N III 3360 (1.146)
[Ar IV] 2854 2869		C II 5890 (2.064)			
Mg II 2798	C IV 7379 (2.637)	C IV 5801 (2.073)	F- α 4686 (1.675)	C III 4650 (1.662)	F- β 3203 (1.145)
[Ne IV] 2424		[O III] 5007 (2.066)	C III 4069 (1.679)		
C II 2326			He I 3889 (1.672)		
C III] 1909	[O III] 5007 (2.623)	C IV 3930 (2.059)	F- β 3203 (1.678)		
He II 1640	C III 4326 (2.638)	O IV 3386 (2.065)			
C IV 1549	C III 4069 (2.627)	F- β 3203 (2.068)	O III 2598 (1.677)		
O IV 1406	C III 3704 (2.643)				
Ly- α 1216	C IV, F- β 3203 (2.634)				
Average ratio	2.635	2.065	1.677	1.661	1.147

Table III Alternate identifications for the seven QSOs with the largest red-shifts, OQ 172, OH 471, 4C 05.34, PHL 957, 5C 02.56, 4C 25.5, PKS 0237-23, and for the three red shift emission system PHL 5200 (see also Table I). All wavelengths are given in angstroms. The numbers in parentheses are the calculated differences

$$\lambda_{observed} - (1 + z) \cdot \lambda_{source}$$

OQ 172

λ_{obs}	ref. 17	5540	7015
$Z = 3.53$	ref. 17	Ly- α 1216 (0)	C IV 1549 (+ 33)
$Z' = 0.193$ relative to SN in IC 4182		4647 (— 2) Lines in SN in IC 4182 184 days after max. ref. 24	5880 (+ 3)

OH 471

λ_{obs}	a) ref. 18	4548 strong	5351 strong
$Z = 3.40$	ref. 18	O IV 1031.9 (+ 9) O IV 1037.6 (— 16)	Ly- α 1215.7 (+ 3)
$Z = 0.667$		He II 2733 (— 9)	He II 3203 (+ 10)
$Z = 0.149$		O III 3962 (— 6)	C III 4650 (+ 7)
$Z = -0.022$		C III 4650 (+ 1)	O V 5473 (— 1)
$Z = -0.063$		H- β 4861 (— 8)	C III 5696 (+ 11)

a) "Further lines need confirmation", see ref. 18

4C 05.34

λ_{obs} ref. 19, 20	4714 strong	6004 strong	$a)$ (4807)	$a)$ (5405)
$Z = 2.877$ ref. 19	Ly- α 1216 (+1)	C IV 1549 (—1)	N V 1240 $a)$	Si IV 1394 $a)$
$Z = 0.473$	He II 3203 (—3)	O II 4075 (+3)		
$Z = 0.054$	He I 4471 (+1)	C III 5696 (—1)	Si III 4553 ((+7))	Fe III 5127 ((0))
λ_{obs} ref. 19, 20	$a)$ (5439)	$a)$ (6358)	$a)$ (7401)	
$Z = 2.877$ ref. 19	Si IV 1403 $a)$	He II 1640 $a)$	C III] 1909 $a)$	
$Z = 0.473$				
$Z = 0.054$	Fe III 5156 ((0))	He II 6037 ((—6))	C III 7037 ((—17))	

$a)$ The observed line positions are not given explicitly in ref. 19. These values are calculated values $\lambda_{source} \cdot (1 + Z)$. Hence, the deviations ((x)) are not directly related to the observed positions.

PHL 957

λ_{obs}	3816	4519	5160
ref. 15	—	4540	5174
intensity	?	150	25
width (w)	(~ 100)	(~ 260)	(~ 150)
ref. 15			
$Z = 2.69$	Ly- β 1026 (+ 30) O IV 1034 (+ 1)	Ly- α 1216 (-43) N V 1240 (+ 46)	Si IV 1397 (+ 12)
$Z = 0.218$	O III 3133 (0)	O III 3707 (+ 15) O III 3715 (+ 5) O II 3727 (-9) O IV 3729 (-12) O III 3760 (-50)	C II 4267 (-30)
$Z = -0.027$	C II 3921 (0)	C III 4650 (+ 5)	O IV 5305 (+ 4)
λ_{obs}	5706	—	
ref. 15	5710	7040	
intensity	45	37	
width (w)	(~ 160)	(~ 340)	
$Z = 2.69$	C IV 1549 (-8)	C III] 1909 (-4)	
$Z = 0.218$	C III 4650 (+ 44) He II 4686 (0)	C III 5696 (+ 102) C IV 5812 (-39)	
$Z = -0.027$	He I 5876 (-11)	C III 7234 (0)	

(w) full line width at half height from figure 2 in ref. 15.

5C 02.56

λ_{obs} intensity line width ref. 21	3489 weak medium	4123 strong very wide	4204 medium wide a)
$Z = 2.390$ ref. 21	Ly- β 1026 (+ 11)	Ly- α 1216 (+ 1)	N V 1240 (0)
$Z = 0.015$	O III 3444 (— 8)	C III 4057 (+ 4) C III 4070 (— 9)	C III 4156 (— 16)
$Z = -0.079$	O VI 3811 (— 20)	He I 4471 (+ 6)	He II 4542 (+ 22)
$Z = -0.111$	C II 3921 (+ 3)	C III 4650 (— 9)	He II 4686 (+ 38)

λ_{obs} intensity line width ref. 21	4735 medium wide	5237 strong wide	6465 weak medium
$Z = 2.390$ ref. 21	Si IV 1397 (— 1)	C IV 1549 (— 14)	C III] 1909 (— 7)
$Z = 0.015$	C III 4650 (+ 14) He II 4686 (— 23)	C II 5145 (+ 13)	C III 6351 (+ 17)
$Z = -0.079$	C II 5145 (— 3)	C III 5696 (— 8)	C III 7037 (— 16)
$Z = -0.111$	O IV 5305 (+ 19)	He I 5876 (+ 13)	He I 7281 (— 7)

a) very wide on plate in ref. 21.

4C 25.5

λ_{obs} ref. 22	4082 broad	5200 broad
$Z = 2.358$ ref. 22	Ly- α 1216 (0)	C IV 1549 (— 1)
$Z = 0.274$	He II 3203 (— 1)	C III 4069 (+ 16)
$Z = 0.038$	C IV 3936 (— 3)	[O III] 5007 (+ 4) C IV 5016 (— 6)
$Z = -0.002$	N III 4100 (— 9)	[N I] 5199 (+ 12)

PKS 0237-23

λ_{obs} ref. 16	3930 strong broad band	4537 medium	4997 strong $\sim 100 \text{ \AA}$ wide
$Z = 2.228$ ref. 16	Ly- α 1216 (+ 5)	O IV 1406 (— 2)	C IV 1549 (— 7)
$Z = 0.226$	He II 3203 (+ 3) C IV 3203 (+ 3)	C III 3704 (— 4) O III 3704 (— 4)	C III 4070 (— 7) O II 4075 (+ 1)
$Z = 0.077$	O III 3639 (+ 10)	N III 4200 (+ 13)	C III 4650 (— 12)
$Z = -0.0023$	C IV 3936 (+ 3)	Si III 4553 (— 5)	[O III] 5007 (+ 2) C IV 5016 (— 7)

λ_{obs} ref. 16	5285 weak	6141 medium
$Z = 2.228$ ref. 16	He II 1640 (— 9)	C III] 1909 (— 21)
$Z = 0.226$	O I 4318 (— 9) C III 4326 (— 19)	[O III] 5007 (+ 2) C IV 5016 (— 9)
$Z = 0.077$	He I 4922 (— 17)	C III 5696 (+ 5)
$Z = -0.0023$	O IV 5305 (— 8)	C III 6155 (0)

PHL 5200

λ_{obs}	3624 weak sharp	3638 faint	3704 strong	3977 weak diffuse
ref. 23				
$Z_a = 1.981$ $Z_b = 1.938$ $Z_c = 1.903$ ref. 23	a Ly- α 1216 (0)	b N V 1240 (— 7)	a N V 1239 (+ 12) a Mg II 1240 (+ 8) a N V 1243 (0)	a C II 1335 (— 3)
$Z = -0.006$	C III 3643 (+ 3) O III 3639 (+ 8)	d 3664 (— 4)	O II 3727 (0)	N II 3995 (+ 7)
λ_{obs}	4042 faint	4070 faint	4095 faint	4122 faint
ref. 23				
$Z_a = 1.981$ $Z_b = 1.938$ $Z_c = 1.903$ ref. 23	c Si IV 1394 (— 4)	c Si IV 1403 (— 2)	b Si IV 1394 (0)	b Si IV 1403 (+ 1)
$Z = -0.006$	O II 4071 (— 4) O II 4076 (— 9) C III 4070 (— 3)	O II 4093 (+ 2) O II 4097 (— 2) Si IV 4089 (+ 6)	O II 4120 (+ 1) O V 4124 (— 3)	O II 4153 (— 5) O V 4159 (— 11)

λ_{obs}	4157	4178	4192	4427
ref. 23	broad	blended broad	blended	weak
$Z_a = 1.981$ $Z_b = 1.938$ $Z_c = 1.903$ ref. 23	a Si IV 1394 (+ 3)	a Si IV 1403 (— 3)	a O IV] 1407 (— 3)	a N IV] 1488 (— 8)
$Z = -0.006$	C III 4187 (— 4) O V 4179 (+ 4)	O II 4190 (+ 14) He II 4200 (+ 4)	Si IV 4212 (+ 6)	O II 4452 (+ 3) C IV 4442 (+ 13)
λ_{obs}	4504	4550	4621	5694
ref. 23	faint	faint	strong	ill defined diffuse
$Z_a = 1.981$ $Z_b = 1.938$ $Z_c = 1.903$ ref. 23	c C IV 1549 (+ 7)	b C IV 1549 (— 1)	a C IV 1549 (+ 4)	a C III] 1909 (+ 5)
$Z = -0.006$	He II 4542 (— 10)	O II 4591 (— 14) O II 4596 (— 19)	C III 4650 (0) O II 4649 (+ 1)	C III 5696 (+ 33)

a, b, c three sets of red-shifts in ref. 23

d) line observed in BD + 30° 3639 and HD 164270, see ref. 6

yet been compared to those of the most luminous objects known which show emission lines, namely the supernovae. The richness of types and the variation of the individual spectra offers a wide variety for comparison with the spectra of QSOs. One may remark that the Balmer lines may or may not be present in emission and/or absorption, and that many of the emission lines have about the same line widths as those observed from QSOs. Identification of emission lines from QSOs with those generated in supernovae during a short time might give hints to the mechanisms at work in QSOs on a longer time scale. We discuss only one example.

The published spectrum of QSO OQ 172 ($z = 3.53$) [17] shows a strong line at λ 5540, with a full width at half height of about 200 Å, and a weaker line at λ 7015, also about 200 Å wide. These lines have been identified as Ly- α and C IV respectively. The spectrum [24] of the supernova in IC 4182 between 20 days and 225 days after the maximum shows its strongest line around λ 4650, with a width of about 200 Å, and among other features, a prominent line around λ 5880, about 170 Å wide. Although the line positions vary somewhat during the above period, the ratio remains between 1.263 and 1.269. This compares to the measured ratio of 1.266 and the ratio of the accepted interpretation 1.274. The new identification would lead to a red shift value $z' = 0.193$.

References

1. Burbidge, E. M. / Burbidge, G. R. / Solomon, P. M. / Strittmatter, P. A.: Ap.J. 170: 223 (1971). Also see Oemler, Jr. A. / Gunn, J. E. / Oke, J. B.: Ap.J. 176: L47 (1972).
2. Aller, L. H. / Bowen, I. S. / Minkowski, R.: Ap.J. 122: 62 (1955).
3. Schmidt, M.: Ap.J. 141: 1295 (1965).
4. Burbidge, G. R. / O'Dell, S. L.: Ap.J. 178: 583 (1972).
5. Aller, L. H.: in *Planetary Nebulae* (D. Reidel Publishing Co., Dordrecht 1968).
6. Smith, L. F. / Aller, H. L.: Ap.J. 164: 275 (1971).
7. Aller, L. H.: Ap.J. 97: 135 (1943).
8. Aller, L. H.: Ap.J. 113: 125 (1951).
9. Aller, L. H. / Bowen, I. S. / Wilson, O. C.: Ap.J. 138: 1013 (1963).
10. Swings, P. / Jose, P. D.: Ap.J. 111: 513 (1950).
11. Kuhi, L. V.: Ap.J. 145: 715 (1966).
12. Sanduleak, N.: Ap.J. 164: L71 (1971).
13. Swensson, J. W.: Ap.J. 97: 226 (1943).
14. Beals, C. S.: Pub.Dom.Astro.Obs.Victoria 9: 1 (1951).
15. Lowrance, J. L. / Morton, D. C. / Zucchini, P. / Oke, J. B. / Schmidt, M.: Ap.J. 171: 233 (1972).
16. Arp, H. C. / Bolton, J. G. / Kinman, T. D.: Ap.J. 147: 840 (1967).
17. Wampler, E. J. / Robinson, L. B. / Baldwin, J. A. / Burbidge, E. M.: Nature 243: 336 (1973).
18. Carswell, R. F. / Strittmatter, P. A.: Nature 242: 394 (1973).
19. Lynds, R. / Wills, D.: Nature 226: 532 (1970).
20. Oke, J. B.: Ap.J. 161: L17 (1970).
21. Burbidge, E. M. / Strittmatter, P. A.: Ap.J. 174: L57 (1972).
22. Schmidt, M. / Olsen, E. T.: Astron.J. 73: 117 (1968).
23. Lynds, C. R.: Ap.J. 147: 396 (1967).
24. Minkowsky, R.: Ap.J. 89: 156 (1939).
25. Nussbaumer, H.: Ap.J. 170: 93 (1971).

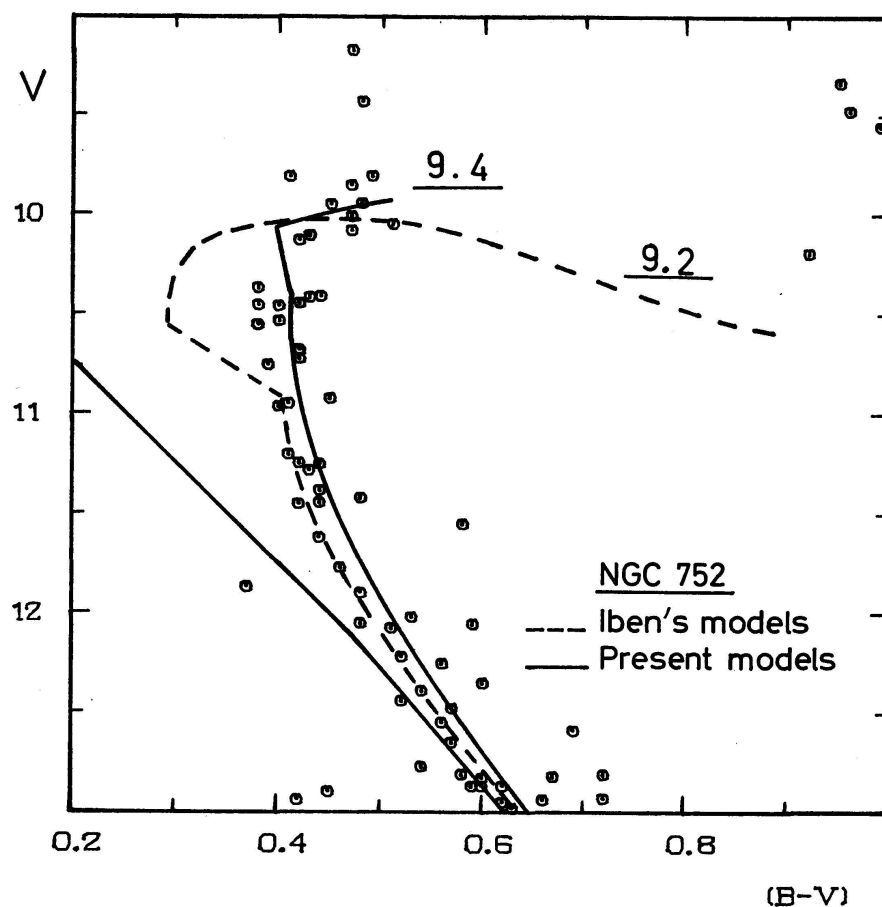
4. A. Maeder (Observatoire de Genève): Les amas galactiques et le problème des neutrinos solaires

Le problème des neutrinos solaires, c.-à-d. la différence entre les résultats de l'expérience de Brookhaven et les prédictions théoriques sur le flux de neutrinos solaires, pose une question critique tant sur les théories de l'évolution stellaire que sur les processus de génération d'énergie nucléaire dans les étoiles. Il existe d'autres tests sur ce problème, tel que celui de la forme des séquences évolutives dans le diagramme HR des amas. Il est clair, cependant, que si le problème de la déficience des neutrinos est dû uniquement à des sections efficaces erronées ou à des branchements inconnus dans une chaîne de réactions nucléaires aussi rares que celles de la chaîne pp III, il n'y aura alors probablement pas dans le diagramme HR de contrepartie observable au problème des neutrinos solaires. Mais, si le manque de neutrinos solaires est dû à un mécanisme hydrodynamique (instabilité thermique, rotation rapide du noyau; cf. Schwarzschild et Härm, 1973; Demarque et al., 1973), il est alors possible qu'il y ait un effet correspondant observable dans le diagramme HR.

Quelles caractéristiques du diagramme HR peuvent être sensibles à des modifications de l'hydrodynamique habituelle (critère de Schwarzschild) des intérieurs stellaires? Il semble bien que ce puisse être la petite lacune (gap) observable dans les séquences d'amas et qui correspond à la phase d'épuisement d'hydrogène dans le noyau (hydrogen exhaustion phase). Il est en effet bien établi (Iben, 1967) que la présence de cette phase est étroitement corrélée à la présence d'un noyau convectif dans les intérieurs stellaires.

Quelques anomalies liées à ce gap ont déjà été signalées par Racine (1971) dans le cas de l'amas M67. Nous avons entrepris l'analyse systématique de tous les vieux amas bien mesurés. Il ressort de ce travail (Maeder, 1973) que le gap de tous ces amas présente les mêmes anomalies. Il est situé trop loin de la séquence principale et ne présente jamais le glissement en température prédit par la théorie (trait en pointillé sur la figure).

Dans le but d'étudier l'origine de ces anomalies, nous avons entrepris des calculs de modèles d'évolution stellaires. Il ressort qu'un débordement du noyau (overshooting) d'environ 5% de la masse totale de l'étoile modifie la forme des tracés évolutifs dans le sens des observations. Dans la figure ci-jointe, nous avons représenté le diagramme couleur-magnitude de l'amas NGC 752. La séquence des points observés ne correspond pas aux prédictions théoriques des modèles de Iben. En trait continu, nous avons représenté une ligne isochrone déduite de nos modèles avec overshooting. L'accord est considérablement meilleur. L'âge est indiqué en logarithme. La théorie de l'overshooting de la convection a reçu un soutien très sérieux récemment (Shaviv et Salpeter, 1973).



Il y a donc aussi des anomalies dans les amas. Celles-ci semblent être explicables par une extension du phénomène de la convection. Dans quelle mesure, les anomalies du test des amas et du test des neutrinos sont-elles liées? C'est une question qui reste ouverte. Mais, nous avons voulu montrer ici qu'en plus des neutrinos solaires un autre test sur les intérieurs stellaires pose des problèmes.

Bibliographie

- Demarque, P. / Mengel, J.G. / Sweigart, A.V.: *Astrophys.J.* 183: 997 (1973).
 Iben, I.: *Astrophys.J.* 147: 624 (1967).
 Maeder, A.: *Astron.Astrophys.*, in press. (1973).
 Racine, R.: *Astrophys.J.* 168: 393 (1971).
 Schwarzschild, M. / Härm, R.: *Astrophys.J.* 184: 5 (1973).
 Shaviv, G. / Salpeter, E.E.: *Astrophys.J.* 184: 191 (1973).

5. Martin C.E. Huber, Harry Nussbaumer (Eidgenössische Technische Hochschule, Zürich): Tätigkeitsbericht der Gruppe für Atom- und Astrophysik

Die Gruppe für Atom- und Astrophysik an der ETH in Zürich nahm ihre Tätigkeit Mitte September 1972 auf. Unsere Arbeiten auf den Gebieten Atomphysik und Astrophysik umfassen einerseits die Berechnung atomarer Parameter, wie z.B. Übergangswahrscheinlichkeiten oder Energieniveaux, und andererseits die Anwendung dieser berechneten Werte auf die Interpretation des Sonnenspektrums im ultravioletten und Röntgen-Bereich. Das Originelle unserer Zielsetzung liegt darin, dass sie Astrophysik und Atomphysik kombiniert. In manchen Fällen definieren Fragen, die bei der astrophysikalischen Interpretation des Spektrums auftreten, die aktuellsten atomphysikalischen Probleme. Wir sind dann dank der Kombination mit der Atomphysik in der Lage, solche Probleme, wenn nötig sofort, selbst behandeln zu können.

Das Personal unserer Gruppe umfasst gegenwärtig neben den beiden Autoren dieses Berichts einen Doktoranden, und bis vor kurzem beschäftigten wir auch eine Programmiererin, die uns beim Transferieren von Daten vom Magnetband auf Papier und Mikrofilm behilflich war. Die Gruppe steht unter der Leitung von Prof. Kurt Dressler.

Das vergangene erste Jahr brachte eine vielleicht täuschend reiche Tätigkeit. Das war bedingt durch die Beendigung der von uns noch vor der Schaffung der Gruppe begonnenen Arbeiten. Wir befassten uns mit der Berechnung und Messung von atomaren Übergangswahrscheinlichkeiten, mit Processing von Satellitendaten und selbst mit Sonnen-Beobachtungen mit dem auf Skylab geflogenen Apollo Telescope Mount (ATM).

Die atomphysikalischen Untersuchungen gelten jenen Atomen, welche für die Astrophysik von Bedeutung sind. Die berechneten atomaren Daten dienen zur Bestimmung der Linienemission. Von besonderem Interesse ist gegenwärtig das Intensitätsverhältnis der beiden C-III-Linien bei 1176 und 977 Å. Das Intensitätsverhältnis der Linien bei 1176 und 997 Å ist stark von der Elektronendichte abhängig. Das Auswerten dieser Eigenschaft erlaubt Schlüsse über den physikalischen Zustand der emittierenden Zonen. Eine im Entstehen begriffene Arbeit von Nussbaumer und Loulergue (Observatoire de Paris, Meudon) zeigt, dass der Elektronendruck in den C-III-Gebieten der Übergangszone Chromosphäre-Korona bedeutend geringer ist, als bisher angenommen wurde. Diese Untersuchungen beruhen auf den Beobachtungen des Harvard-OSO-6-Satelliten. Diese Beobachtungen stehen uns auf Magnetbändern zur Verfügung.

Weitere Arbeiten in Zusammenarbeit mit Meudon betrifft das im weichen Röntgengebiet liegende Spektrum von Fe X und Fe XIII. Die berechneten und die von einem Raketeninstrument beobachteten solaren Fluxe der zu diesem Ion gehörenden Linien stimmen nicht überein. Eine neue Berechnung brachte Änderungen in den Werten von Übergangswahrscheinlichkeiten bis zu einem Faktor 900. Die neu berechneten Fluxe

der zehn stärksten Linien stimmen jetzt mit den beobachteten relativen und absoluten Fluxen überein. Das resultierende Koronamodell ist allerdings notwendigerweise noch sehr einfach, da die Raketenbeobachtungen von Heroux keine räumliche Auflösung haben.

Die Arbeiten in experimenteller Atomphysik (M.C.E.H.) wurden alle noch am Harvard College Observatory angefangen. Sie umfassen quantitative spektroskopische Messungen an den ultravioletten Spektren von Fe I, Fe II, Cr I und Ni I und sind zum Teil in Zusammenarbeit mit Kollegen an Harvard durchgeführt worden. Im Falle von Fe II handelt es sich um die Resonanzlinien bei 2600 Å, welche nicht nur im Sonnenspektrum, sondern auch als interstellare Absorptionslinien beobachtet werden. Die neuen Oszillatorstärken sind etwa zweimal größer als die kürzlich in Princeton mit einer Lebenszeitenmethode gemessenen Werte und würden die publizierte interstellare Eisenhäufigkeit zwischen ζ Oph und der Erde dem solaren Wert näher bringen.

Weitere experimentelle Arbeiten betreffen die Messung des Brechungsindex von Helium im Vakuum-Ultraviolett. Wir gedenken, diese Messung auch an dem astrophysikalisch wichtigen H₂-Molekül sowie, aus atomphysikalischem Interesse, an Ar-Gas vorzunehmen. Die Messungen werden wir wiederum in Zusammenarbeit mit Dr. G. Tondello von Padua und auch mit David Smith vom Lehrstuhl für Molekularspektroskopie an der ETH durchführen.

Einer von uns (M.C.E.H.) beteiligte sich dieses Jahr auch an Extrem-Ultraviolett-Beobachtungen mit dem auf Skylab montierten Harvard-ATM-Instrument. Es handelt sich dabei um ein photoelektrisches Spektrometer-Spektroheliometer, das Spektroheliogramme mit einem Gesichtsfeld von 5 × 5 Bogenminuten und mit einer räumlichen Auflösung von 5 Bogensekunden (d.h. etwa 3500 km auf der Sonnenoberfläche) in bis zu 7 Emissionslinien oder Kontinua aufnehmen kann. Der Wellenlängenbereich erstreckt sich von 300–1340 Å und die spektrale Bandbreite der verschiedenen Detektoren ist 1,6, 4,0 und 8,3 Å.

Die Tätigkeit der Gruppe für Atom- und Astrophysik an der ETH-Z in ihrem ersten Jahr war sehr vielfältig und war gekennzeichnet durch manche Projekte, die in Zusammenarbeit mit Forschern anderer europäischer und auch überseeischer Gruppen durchgeführt wurden. Eine weitere Arbeit über die photosphärische Eisenhäufigkeit wurde durch Kontakte mit Prof. Edith Müllers Gruppe am Observatorium Genf wesentlich erleichtert und bereichert. Wir hoffen, unsere Tätigkeit weiterhin in dieser Art zu gestalten.

6. J. Dürst, A. Zelenka (Eidg. Sternwarte Zürich): Beobachtung der totalen Sonnenfinsternis vom 30. Juni 1973 in Atar

Die Expedition zur Beobachtung der totalen Sonnenfinsternis vom 30. Juni 1973 gehörte zum langfristigen Korona-Forschungsprogramm der Eidgenössischen Sternwarte und stand unter der Leitung von Prof.

Dr. M. Waldmeier. Finanziert wurde sie vom Schweizerischen Nationalfonds zur Förderung der wissenschaftlichen Forschung. Wir berichten hier über die Arbeit des Expeditionsteils, welcher in der Oasenstadt Atar ($20^{\circ}30'16''$ N, $13^{\circ}02'53''$ W) am Rand des Mauretanischen Adrars stationiert war. Die Zentrallinie verlief rund 30 km südlicher, und die Totalitätsdauer betrug 301 Sekunden. Unser Programm sah 95 Aufnahmen für die Photometrie und Polarimetrie der Korona vor.

Für die innerste strukturreiche Korona wurde eine Horizontalkamera mit 8 m Brennweite und einem Filmformat von 18×24 cm eingesetzt. Das Sonnenbild wurde durch einen Einspiegel-Coelostaten nachgeführt. Zur Untersuchung der Polarisation der Polarstrahlen konnten die Polgebiete der Korona durch drehbare Polarisationsfilter aufgenommen werden.

Eine zweite Horizontalkamera von 1,5 m Brennweite ergab Aufnahmen im Format 9×12 cm. Das Sonnenbild wurde ebenfalls durch einen Einspiegel-Coelostaten nachgeführt. Sonnenaufnahmen durch ein dichtes Neutralfilter während der partiellen Phase ermöglichten den Anschluss der Koronaintensität an die Intensität der Sonnenscheibe. Für die relative Kalibrierung der Aufnahmen konnten Absorptionsstäbchen aus Neutralglas wenige Millimeter vor der Bildebene in den Strahlengang geschoben werden. Der Vergleich der Schwärzungen mit und ohne Absorptionsstäbchen ergibt die Schwärzungskurve des Films. Das Spektralgebiet beider Kameras war durch Verwendung von Gelbfilter und orthochromatischem Film auf 4800–5700 Å beschränkt.

Für die Untersuchung der äusseren Korona benützten wir eine Kamera von 37 cm Brennweite auf parallaktischer Montierung. Die Kassette fasste 4,5 m 70-mm-Film, was für 50 Bilder im Format 56×72 mm ausreichte. Mit diesem Format bestand die Möglichkeit, die Korona bis in eine Entfernung von etwa 20 Sonnenradien vom Sonnenmittelpunkt zu erfassen.

Bei Aufnahmen der äusseren Korona muss das Streulicht berücksichtigt werden. Wird die Korona bei klarem Himmel vom Erdboden aus photographiert, so ist das atmosphärische Streulicht schon in einem Abstand von $r=4$ (Sonnenradien vom Sonnenmittelpunkt) etwa gleich gross wie das Koronalicht. Da das Koronalicht ungefähr mit $r^{-2,5}$ abnimmt, das Streulicht aber fast konstant bleibt, macht das Koronalicht bei $r=10$ nur noch wenige Prozente der Gesamtintensität aus. Man unterscheidet bei Sonnenfinsternissen zwei Arten von Streulicht: 1. Das primäre Streulicht. Darunter verstehen wir das einfach gestreute Licht in der Atmosphäre oder im Instrument. Es erzeugt einen Lichthof um jeden Bildpunkt und damit auch um das Bild der inneren hellen Korona. 2. Das sekundäre Streulicht. Dies ist Sonnenlicht, das von ausserhalb des Mondschatte- kegels in den Schattenkegel hineingestreut wird und dort sekundär in Richtung Beobachter abgelenkt wird. Das sekundäre Streulicht ist am schwächsten im Zenit und nimmt zu gegen den Horizont. Bei dem hohen Sonnenstand von 60° , wie es in Atar der Fall war, ist die Intensität des sekundären Streulichtes in der Umgebung der Korona fast konstant.

Zur Bestimmung der beiden Streulichtarten wurden mit der 37-cm-Kamera während der partiellen Phase die Sonne und die Umgebung der Sonne aufgenommen. Daraus lässt sich die Streufunktion des primären Streulichtes berechnen, und mit ihrer Hilfe können primäres und sekundäres Streulicht während der Totalität bestimmt werden.

Neben den drei Hauptinstrumenten wurde noch eine lichtstarke Kamera von 5 cm Brennweite zur Erfassung allfälliger langer Koronastrahlen eingesetzt. Eine Telekamera sowie eine 16-mm-Kinokamera lieferten Unterrichtsmaterial auf Farbfilm.

Während unseres dreiwöchigen Aufenthaltes in Atar beobachteten wir oft Schleierwolken, und der Himmel war stets durch feinen Wüstenstaub gelblich gefärbt. Dieser Staub hat die Finsternisbeobachtungen, besonders die Polarisationsaufnahmen der 8-m-Kamera, beeinträchtigt, indem das Koronalicht mindestens fünfmal schwächer war als bei klarem Himmel. Das Streulicht der inneren Korona sowie die allgemeine Himmelselligkeit waren aber ebenfalls schwächer, so dass das Verhältnis zwischen Koronalicht und Störlicht etwa gleich war wie bei einer Finsternis bei klarem Himmel. Zwischen der dritten und der fünften Minute der Totalität störten Wolken unsere Aufnahmen, aber wir hatten noch insofern Glück, dass sich ein grösseres Wolkenfeld kurz vor dem zweiten Kontakt verzogen hatte und dass der sich ankündigende Sandsturm erst nach dem dritten Kontakt losbrach.

8. B. Hauck (Institut d'Astronomie, Lausanne): Activité scientifique en 1972/73

Dans le cadre de la collaboration établie avec le Centre de données stellaires de Strasbourg, notre groupe a continué la préparation de catalogues photométriques, les principaux systèmes étudiés durant l'année étant ceux de Strömgren et de Walraven et l'UBV. L'effort d'identification des étoiles d'amas a été poursuivi et un catalogue disponible sur bande magnétique permet le passage d'une identification à une autre pour 40 amas. Un autre catalogue permet le passage d'une numérotation de l'amas aux numéros HD et BD s'ils existent, pour environ 200 amas. Un catalogue des types spectraux des étoiles Am a également été publié.

Parallèlement, notre effort de rassemblement de catalogues stellaires sur bandes magnétiques s'est poursuivi, et nous disposons maintenant de 33 catalogues dont 11 catalogues photométriques.

Par ailleurs, nous avons étudié le comportement des étoiles Ap dans les différents diagrammes du système photométrique de Genève. Une partie de cette étude a été réalisée en collaboration avec une équipe de l'Institut d'Astrophysique de Paris qui, elle, a étudié des étoiles dans le système Barbier-Morguleff.

9. B. Hauck (Institut d'Astronomie, Lausanne): Photométrie des étoiles Ap

107 étoiles Ap du catalogue de Osawa ont été mesurées dans le système de Genève. Leur étude montre que la discontinuité de Balmer de ces étoiles est plus petite que celle des étoiles normales et qu'il est possible de détecter les plus chaudes, à l'exception des Hg Mn, dans un diagramme V1-G vs B2-G.

10. Orientierung über das Sonnenobservatorium der Universitätssternwarte Göttingen in Locarno-Orselina