

Quantitative Spektroskopie von AGN

Spektrallinien in AGN, Beobachtete Phänomene im Überblick

Breite Emissionslinien: Charakteristikum von AGN-Spektren;
speziell Seyfert 1-Galaxien und „Typ 1“-Quasaren.

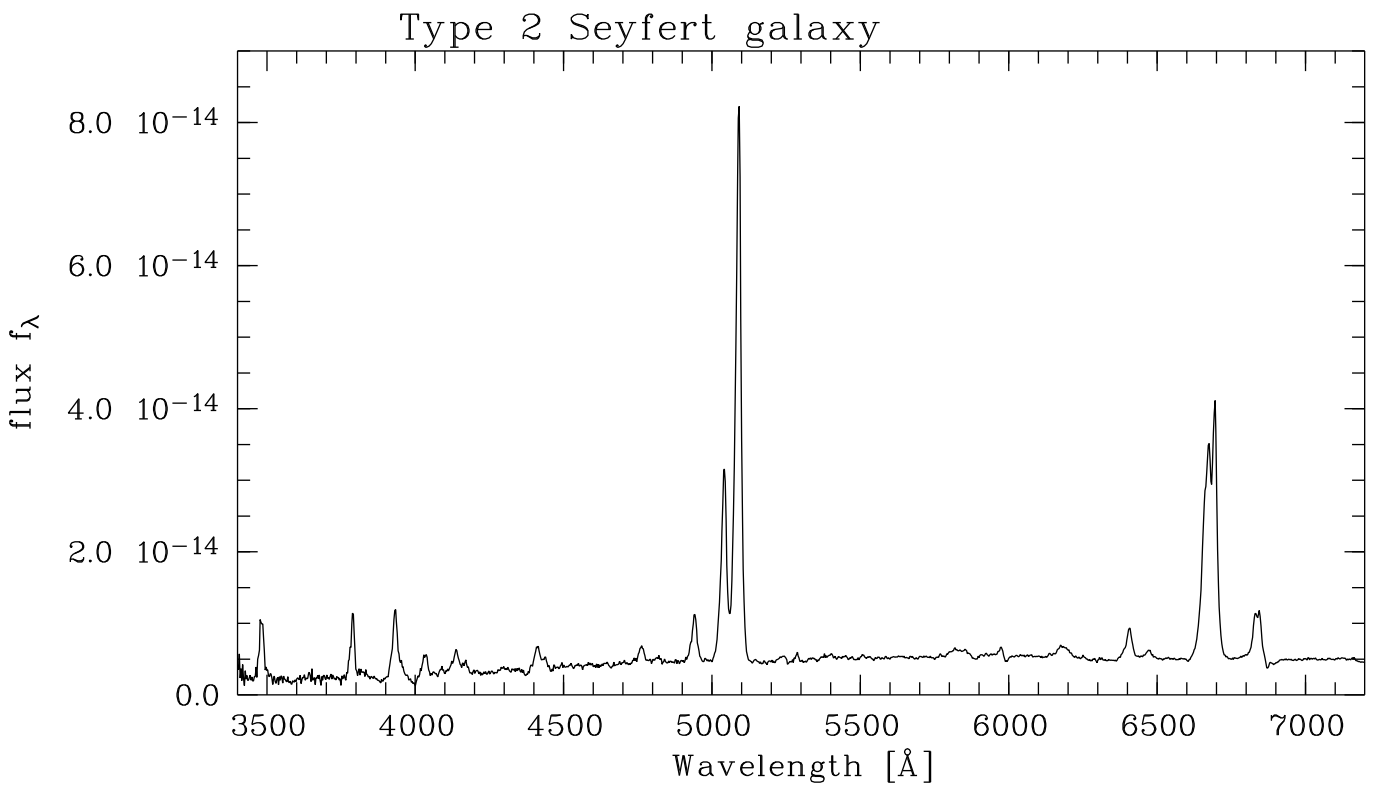
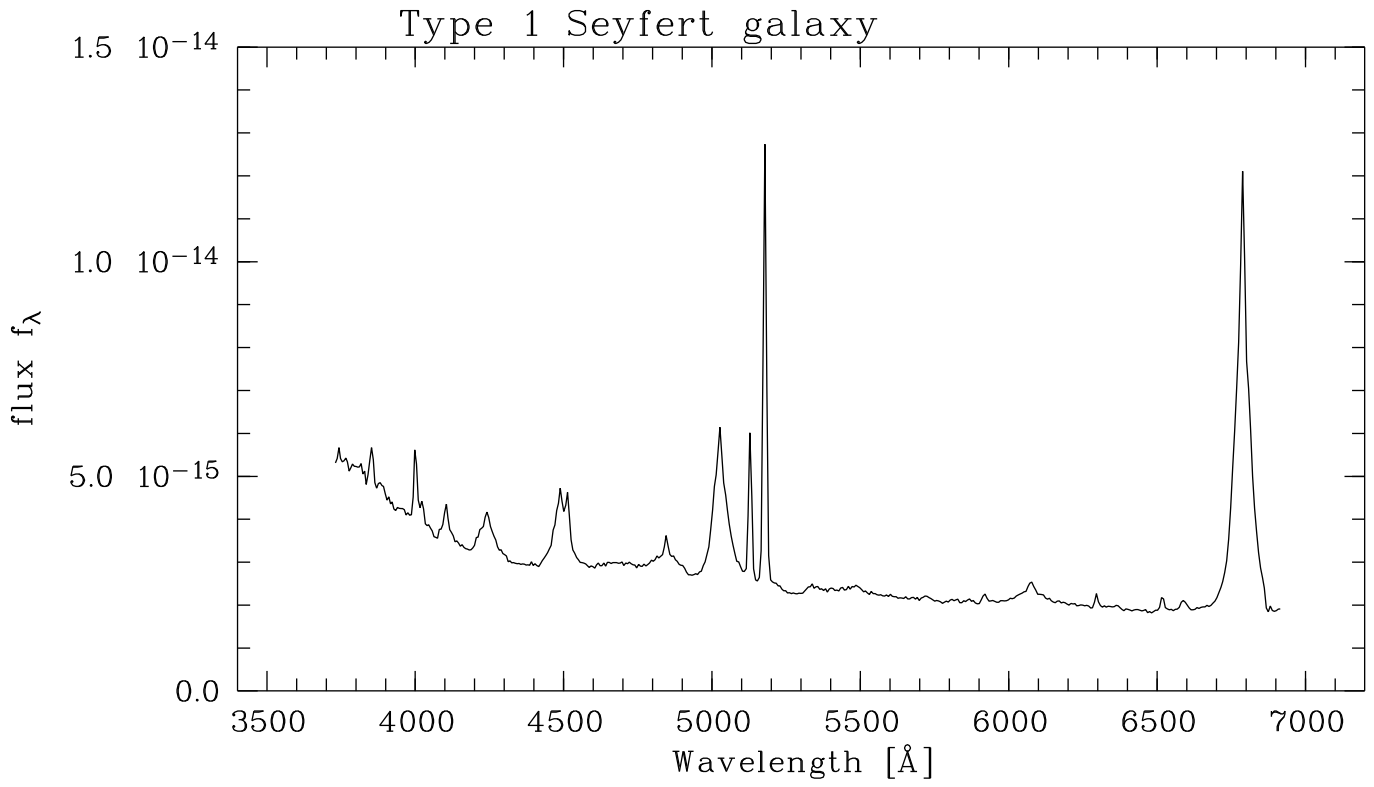
- Linienbreiten $\Delta\lambda/\lambda$ fast immer $> 10^{-3}$
(als Dopplergeschwindigkeit ausgedrückt: $v_r > 1500$ km/s)
- Wasserstoff-Linien (Balmer-, Paschen-, Lyman-Serien),
aber auch Linien von Mg^+ , Fe^+ , C^{2+} , C^{3+} , Si^{3+} , N^{5+} , O^{5+} , ...
- Super-breite Linie von Fe^0 ($\sim 100\,000$ km/s) in einigen AGN gefunden
- Linienleuchtkraft korreliert mit Kontinuumsleuchtkraft
Variabilität der Kontinuumsshelligkeit gefolgt von Linienfluss

Schmale Emissionslinien: Zusätzlich zu breiten Linien in Sy 1 / Q 1;
einzige Linienform in Sy 2 und Q 2.

- Linienbreiten entsprechen $v_r \sim 100\text{--}300$ km/s
- Gleiche Linien wie in Planetarischen Nebeln, H II-Regionen, Starburst-Galaxien
- Auffälliges Nebeneinander sehr verschiedener Ionisationsstufen (z.B. O^0 und O^{2+} ; Fe^{6+} und Fe^{13+}).
- Übergang zwischen schmalen und breiten Linien nicht kontinuierlich!
 \Rightarrow *Broad Line Region* (BLR) und *Narrow Line Region* (NLR) zwei physikalisch verschiedene Bereiche.

Absorptionslinien: Bekannt vor allem intergalaktische Absorptionslinien;
hier geht es um *intrinsische* Absorption!

- Spezieller Objekttyp: *Broad Absorption Line Quasars* (BAL-Quasare)
- Schmale Absorptionslinien vor allem im UV von Seyfert-Galaxien
- Absorptionskanten in AGN-Röntgenspektren; Stärke oft zeitvariabel



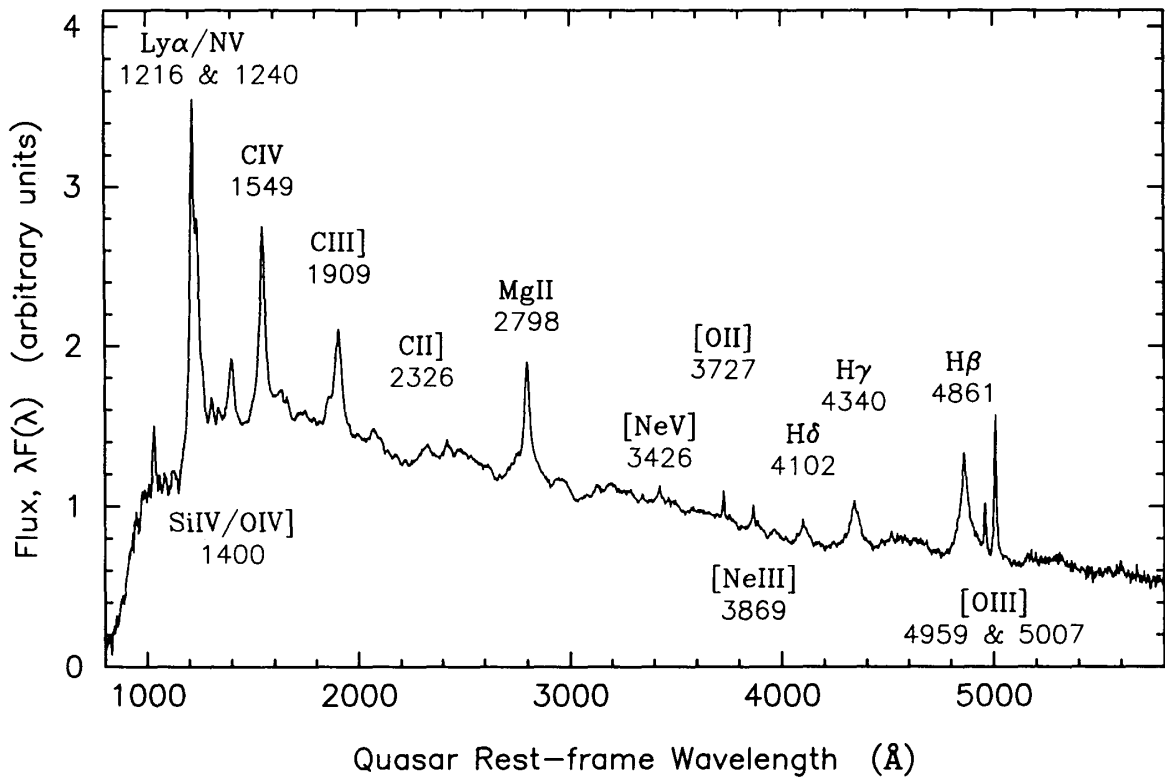


FIG. 2.—Composite spectrum plotted as $\lambda F(\lambda)$ vs. rest-frame wavelength with the principal emission features identified. The flux scale is in arbitrary units.

Mittleres Quasarspektrum, zusammengesetzt aus ca. 740 einzelnen Quasarspektren aufgenommen im Zuge des *Large Bright Quasar Survey* (Francis et al. 1991). Die wichtigsten Emissionslinien sind markiert.

Erinnerung: Spektroskopische Notation

- Ionisationsstufe wird angezeigt durch Element + nachgestellte römische Ziffer, wobei El I = neutral, El II = einfach ionisiert etc.
- Dipolverbotene Übergänge (d.h. Transitionen mit sehr geringen Übergangswahrscheinlichkeiten) werden angezeigt durch eckige Klammern, z.B. [O III] bedeutet: eine verbotene Linie von O^{2+} .
Halbverbotene Linien haben nur eine Klammer, z.B. C III] bei $\lambda = 1909 \text{ \AA}$.

Liste der wichtigsten breiten Emissionslinien in den optischen/UV-Spektren von Quasaren, mit typischen Linienstärken und Äquivalentbreiten (basierend auf dem mittleren Quasarspektrum von Francis et al. 1991):

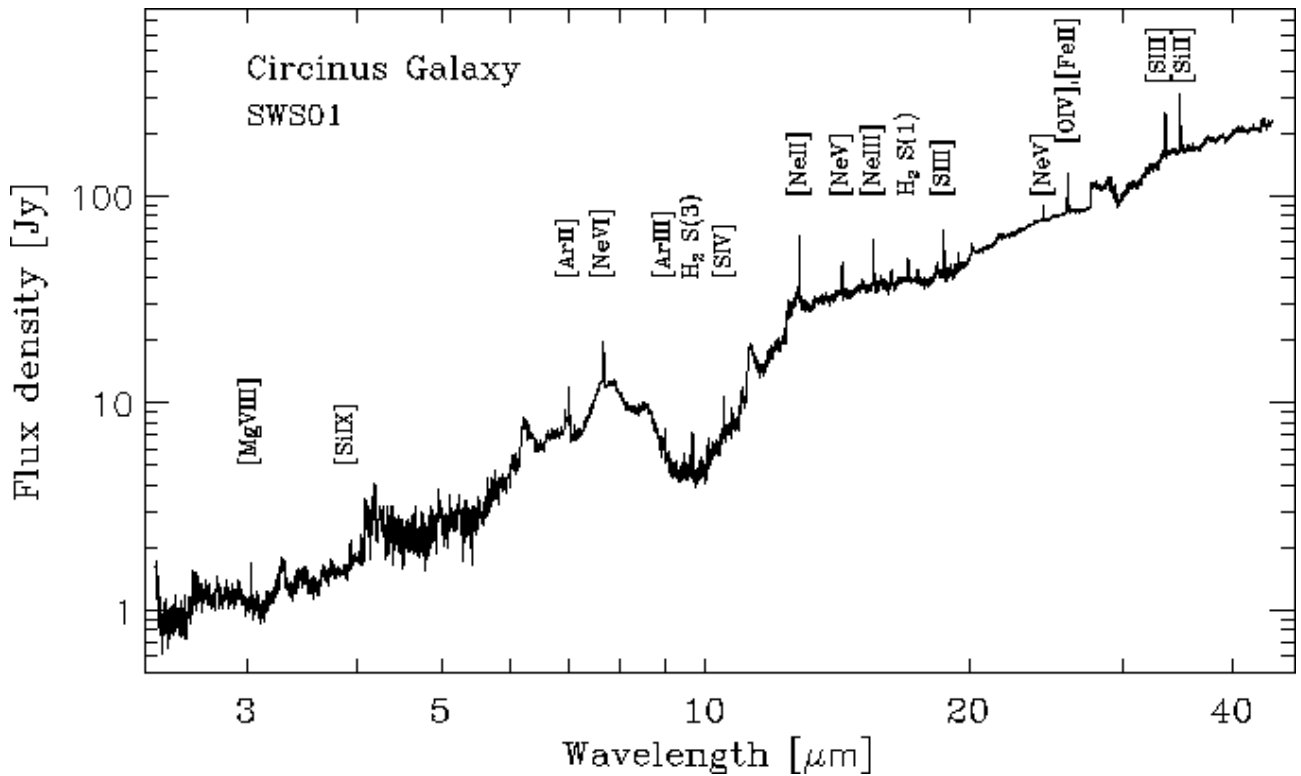
TABLE 1
LINE STRENGTHS

Identification	Restframe Wavelength (Å)	Start ^a (Å)	End ^a (Å)	Relative Flux ^b	Standard Deviation	Equivalent Width (Å)	Note
Ly β + O VI	1026 & 1034	1018	1054	9.3	...	5.3	
Ly α + N V	1216 & 1240	1186	1286	100	88	52	
O I	1302	1288	1325	3.5	...	1.9	
C II	1335	1325	1354	2.5	...	1.3	
Si IV + O IV]	1400	1353	1454	19	5	10	
C IV	1549	1452	1602	63	41	37	
He II + O III]	1640 & 1663	1602	1700	18	21	12	(1)
Al III + C III]	1858 & 1909	1828	1976	29	25	22	
2000 feature	...	1985	2018	0.49	...	0.42	
2080 feature	...	2035	2125	4.1	...	3.7	(2)
2140 feature	...	2125	2158	0.34	...	0.32	(3)
2175 feature	...	2158	2204	0.76	...	0.78	(4)
2200 dip?	(5)
2225 feature	...	2206	2238	0.47	...	0.51	
C II]	2326	2242	2388	6.0	...	6.4	
[Ne IV]	2423	2386	2464	2.2	...	2.39	(6)
Mg II	2798	2650	2916	34	20	50	(7)
2970 feature	...	2908	3026	6.3	...	10	(8)
3130 feature	...	3100	3156	0.73	...	1.3	
3200 feature	...	3156	3236	0.95	...	1.7	(9)
[Ne V]	3346	3324	3372	0.52	...	1.0	
[Ne V]	3426	3392	3452	1.0	...	2.1	
[O II]	3727	3712	3742	0.78	1.5	1.9	
[Ne III] + He I	3869 & 3889	3804	3934	3.6	...	9.8	(10)
[Ne III]	3968	3934	4012	1.3	...	3.9	
[S II] + H δ	4068/4076 & 4102	4044	4148	2.8	...	8.9	
H γ + [O III]	4340 & 4363	4276	4405	13	3.3	9.8	
H β	4861	4704	5112	22	4.1	58	
[O III]	4959	4942	4976	0.93	1.5	3.8	
[O III]	5007	4986	5044	3.4	3.6	15	
Fe II COMPONENTS:-							
1	...	1610	2210	46	18		
2	...	2210	2730	26	69		
3	...	2960	4040	39	23		(11)
4	...	4340	4830	11	8		
5	...	5050	5520	6.8	...		

^a Wavelength limits between which the line flux was integrated.

^b Percent of combined flux of Ly α + N v.

NOTES.—(1) Separation from C IV arbitrary; (2) Possible contribution from Fe II; (3) Possible contribution from N II λ 2140; (4) Possible contribution from He II λ 2186, but note that He II λ 4686 is not seen; (5) Silicate dust absorption feature or gap in the Fe II emission?; (6) Flux and equivalent width calculated after a 20% correction for second-order Ly α contamination; (7) Blended with Fe II emission; (8) Possible contribution from Fe II; (9) Possible contribution from He II λ 3203, but note absence of He II λ 4686; (10) Continuum fitting particularly uncertain due to Balmer emission; (11) This component includes the Balmer continuum.



Infrarotspektrum der „Circinus-Galaxie“ (die nächstgelegene Seyfert-2-Galaxie), aufgenommen mit dem Satelliten ISO.

Ionisationspotentiale einiger wichtiger Elemente und Ionisationsstufen (alle Angaben in eV):

Element	I → II	II → III	III → IV	IV → V	V → VI	VI → VII	VII → VIII
H	13.6						
He	24.6	54.4					
C	11.2	24.4	47.9	64.5	392.1	490.0	
N	14.5	29.6	47.4	77.5	97.9	552.1	667.0
O	13.6	35.1	54.9	77.4	113.9	138.1	739.3
Ne	21.6	41.0	63.5	97.1	126.2	157.9	207.4
Mg	7.6	15.0	80.1	109.3	141.3	186.8	225.0
Si	8.2	16.3	33.5	45.1	166.8	205.3	246.5
S	10.4	23.3	34.8	47.2	72.6	88.1	280.9
Fe	7.9	16.2	30.7	54.8	75.0	99.1	125.0

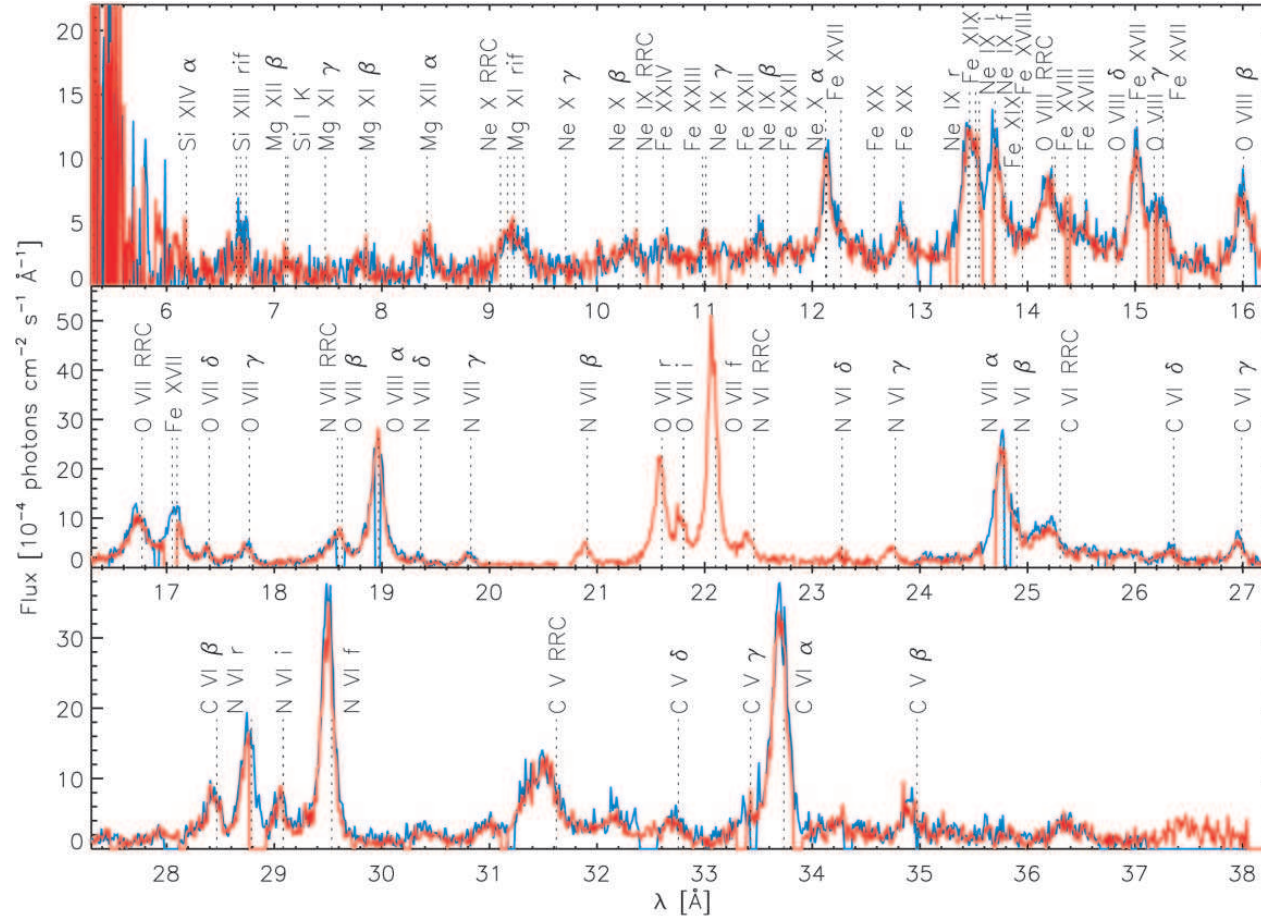


FIG. 1.—Effective area-corrected, first-order RGS 1 (*red*) and RGS 2 (*blue*) spectra of NGC 1068 shifted to its rest frame ($z = 0.00379$). The spectral discontinuities are due to chip gaps in the CCD arrays, bad pixels, and the previous inflight loss of one CCD for RGS 2 ($\lambda \sim 20\text{--}24$ Å). Line labeling indicates the final state ion. All H-like (α) and He-like (r , i , and f) principal order lines are labeled for each ion with the corresponding RRC edges indicated as well. Additionally, resonance transitions ($np \rightarrow 1s$) are labeled as β through δ (short for Ly β –Ly δ and He β –He δ). Several Fe L-shell transitions are listed as well. Unlabeled features at longer wavelengths (e.g., $\lambda = 27.45, 27.92, 30.4, 31.0, 34.0\text{--}34.6,$ and 36.38 Å) are likely due to L-shell transitions in mid- Z elements. Line blueshifts are especially noticeable at longer wavelength.

Photoionisierte Gasnebel

Literatur: D.E. Osterbrock, *Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei*, University Science Books, 1989.

Beobachtungen liefern starke Hinweise auf Photoionisation:

- Leuchtkräfte der breiten Emissionslinien korreliert mit Kontinuum.
 - Breite Emissionslinien in Sy 1 sind variabel, wobei Lichtkurven ähnlich denen im Kontinuum, mit Zeitverschiebung Δt
- ⇒ Photoionisation durch UV-Kontinuum;
lineare Ausdehnung $r_{\text{BLR}} \sim c\Delta t$.
- Schmale Emissionslinien zwar nicht variabel ⇒ $r_{\text{NLR}} \gg r_{\text{BLR}}$,
aber in nahen Seyfert-Galaxien: NLR hat oft konusförmige Geometrie
⇒ Abschattung der Zentralquelle durch „Torus“
⇒ Nur möglich bei Photoionisation!
 - Für ausgedehnte NLR in Galaxien aber nicht in jedem Fall sichergestellt,
dass nicht auch Stoßionisation (Schocks) relevant.

Folgende Betrachtungen sind im Prinzip für breite und schmale Emissionslinien gleichermaßen gültig:

Betrachte zunächst reines Wasserstoffgas mit Dichte n_H , ionisiert durch UV-Photonen aus Zentralquelle, mit

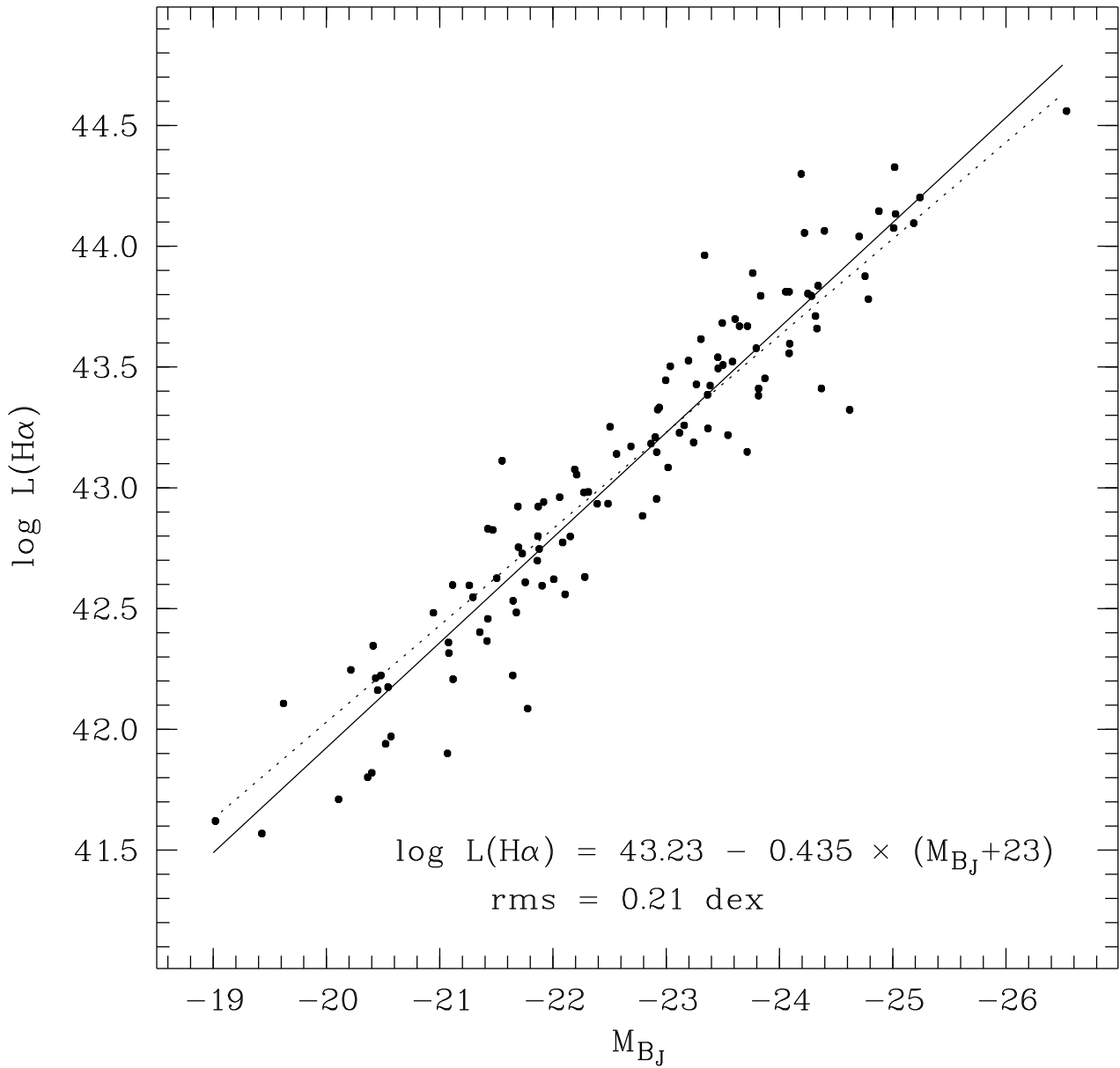
$$Q_H = \int_{\nu_H}^{\infty} \frac{L_\nu}{h\nu} d\nu$$

wobei $h\nu_H = 13.6 \text{ eV}$; $\lambda_H = c/\nu_H = 91.2 \text{ nm}$.

Definition: Ionisationsparameter im Abstand r ,

$$U = \frac{Q_H}{4\pi r^2 c n_h},$$

= Anzahl ionisierender Photonen pro H-Atom.

Correlation between M_{B_J} and $L(H\alpha)$ 

Korrelation zwischen $H\alpha$ -Leuchtkraft und absoluter Helligkeit im Ruhesystem- B -Band (d.h. \sim Kontinuumsleuchtkraft) für eine Stichprobe von Quasaren und Seyfert 1-Galaxien.

Ionisationsgleichgewicht

- Im vollständig ionisierten Gas: $n_H \approx n_p \approx n_e$.
- Rekombinationszeitskala t_{rec} : Für reinen Wasserstoff ist $t_{\text{rec}} = 1/(\alpha_B n_e) \approx 4 \times 10^{12}/n_e$ s (mit „Case B“-Rekombinationskoeffizient α_B).
- Mittlere freie Weglänge eines ionisierenden Photons im neutralen Medium: $l = 1/(n_H \sigma_H) \simeq 0.05/n_H$ pc, mit dem Ionisationsquerschnitt von Wasserstoff: $\sigma_H = 6 \cdot 10^{-18} \text{ cm}^2$

Ionisations-Gleichgewicht für sphärisch homogene Gasverteilung:

$$(4\pi r^2) cU n_e = n_e^2 \alpha_B \left(\frac{4}{3} \pi r^3 \right)$$

führt auf Strömgren-Radius:

$$R_H = \frac{3cU}{n_e \alpha_B} = 3cU t_{\text{rec}} = \left(\frac{3Q_H}{4\pi \alpha_B n_H^2} \right)^{\frac{1}{3}} .$$

Annahme homogener Gasverteilung vermutlich unrealistisch; besser ist homogene „Wolke“ im Abstand r . Analog ist dann die „Strömgren-Eindringtiefe“:

$$d = cU t_{\text{rec}} .$$

hängt ab von Teilchendichte n_e , n_H und von UV-Leuchtkraft Q_H .

Übergang von H^+ zu H^0 -Zone hängt vom ionisierenden Spektrum ab:

- Für Sterne als Strahlungsquelle: \sim eine Ionisation je Photon, Übergangszone durchmißt nur wenige freie Weglängen.
- Für AGN: Bedeutender Anteil an hochenergetischen Photonen mit erheblich höherer Eindringtiefe \Rightarrow Ausgedehnte partiell ionisierte Zone (PIZ) mit typischerweise $n_{\text{H}^+}/n_{\text{H}^0} \approx 0.1$.

Falls Ionisationsparameter bekannt, kann ionisierter H-Anteil geschätzt werden:

$$\frac{n(\text{H}^+)}{n(\text{H}^0)} \approx 10^{5.3U} .$$

Optische Tiefe

Bei geringen Dichten: Abweichungen von LTE erheblich; H-Atome sind *entweder* ionisiert *oder* neutral im Grundzustand.

Fallunterscheidung je nach optischer Tiefe für H-Absorptionsprozesse im ionisierten Medium:

Fall A: $\tau \ll 1$ für alle ν ; Photonen nach Rekombination entkommen sofort.

Fall B: $\tau(n = 1 \rightarrow n \geq 2) \gg 1$; $\tau \ll 1$ sonst.

Lyman-Photonen werden gestreut und in $n \geq 2$ -Photonen verwandelt.

Fall C: wie B, zusätzlich $\tau \gg 1$ für $h\nu \geq 13.6$ eV (d.h. merklicher Anteil neutralen Wasserstoffs!)

Für photoionisiertes Gas bei niedrigen Dichten: Fall B meist gute Approximation, üblicherweise in Literatur angesetzt.

Emissionslinienentstehung:

Rekombinationslinien: Meist über Kaskaden; im Fall B erzeugt jedes Lyman-Kontinuumsphoton im Mittel je ein Ly α und ein Balmer-Photon (sowie höhere Serien). Ähnliches gilt für Heliumlinien.

Stoßangeregte Linien: Anregung durch Stoß wird gefolgt durch Strahlungsabregung. Manifest vor allem in dipolverbotenen Übergängen, aber auch andere Linien sind stoßangeregt.

Resonanzlinien: Vom Grundzustand eines Atoms/Ions ausgehende Übergänge; oft mit Vielfachstreuung verbunden (speziell: Ly α).

Fluoreszenz: Zufällige Übereinstimmung einer Emissionslinie mit Übergang eines anderen Atoms/Ions \rightarrow „Pumpvorgang“, Möglichkeit zur erheblichen Verstärkung von anderweitig schwachen Linien.

Thermische Bilanz

Im NLTE: Temperaturbegriff nur kontextabhängig definierbar; verschiedene Komponenten haben verschiedene „Temperaturen“. Bei nicht zu geringen Dichten: *Kinetische Temperatur* von Elektronen und Ionen gleich, $T_{\text{kin}} = T_e = T_{\text{Ion}}$.

Um Gleichgewichtszustand zu erreichen, muss summierte Heizungsleistung gleich der summierten Kühlungsleistung sein.

Heizungsprozesse (Auswahl):

- Überschuss bei Ionisation (gebunden-frei-Übergänge)
Dominierender Heizungsprozess in H II-Regionen, auch in NLR.
- Frei-frei-Absorption von (niederfrequenter) Strahlung
NLR ist optisch dünn für solche Strahlung, aber relevant bei hohen Dichten $n_{H^+} \gtrsim 10^{10} \text{ cm}^{-3}$ (BLR).
- Compton-Streuung von Röntgenstrahlung an freien Elektronen
vor allem in BLR nahe an AGN-Kontinuumsquelle!

Kühlungsprozesse (Auswahl):

- Strahlungsabregung stoßangeregter Übergänge
Dominierender Kühlungsprozess in H II-Regionen und in NLR.
- Frei-frei-Emission nach Elektron-Ionen-Stößen
Komplementärer Vorgang, wichtig bei niedrigen Dichten.
- Absorption von UV-Strahlung durch Staub
Kann sehr wichtig sein, vorausgesetzt Staub existiert.
- Inverser Compton-Effekt an relativistischen Elektronen
vor allem in Jets und nahe am schwarzen Loch;
- Paarbildung (nur bei sehr hohen Temperaturen!)

Zusammenfassung möglichst vieler relevanter Prozesse in Netto-Kühlungsfunktion Λ . Notwendigerweise Approximation, da Prozesse in unterschiedlicher Weise von Parametern abhängen. Wichtigste Abhängigkeit:

$$\Lambda = \Lambda(n_e, n_p, T, U, Z) \approx \Lambda(n_H^2, T, U, Z).$$

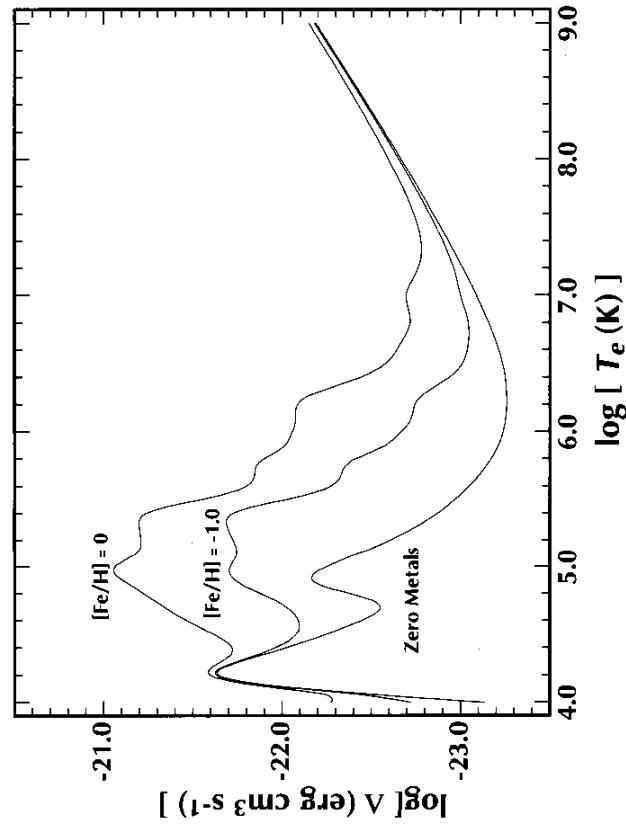


Fig. 7.1. The collisional-ionization cooling function as a function of metallicity. At zero "metals" (elements heavier than helium), the peaks due to hydrogen and helium are apparent, while those of carbon, oxygen, neon, silicon, and iron become apparent in the other curves (after Sutherland & Dopita, 1993).

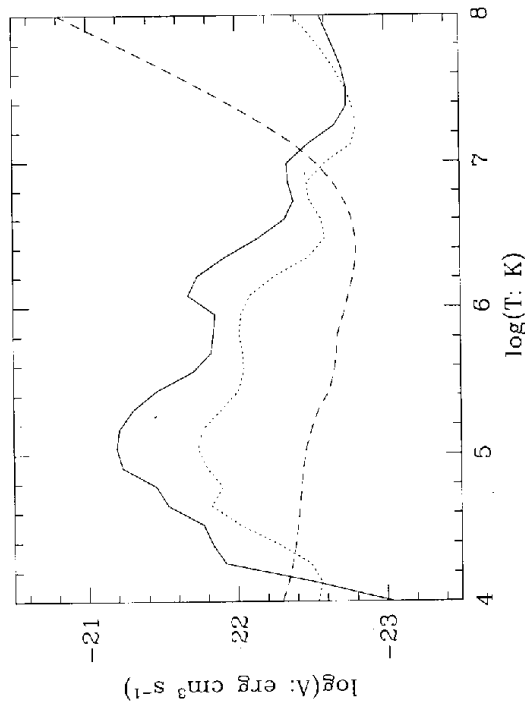


Fig. 10.6 The cooling function as a function of temperature for several values of Ξ . The solid curve is for $\Xi = 10^{-3}$, the dotted curve $\Xi = 0.1$, and the dashed curve $\Xi = 10$. In this plot temperature is in units of K, and the cooling function Λ is in $\text{erg cm}^3 \text{s}^{-1}$. The sharp rise at high temperature seen in the $\Xi = 10$ curve is due to Compton cooling.

Spektroskopische Diagnostik

Grundideen:

- Linienverhältnisse bestimmter stoßangeregter Übergänge hängen ab von Temperatur und/oder Dichte;
- Linienverhältnisse zwischen stoßangeregten und Rekombinationslinien hängen zusätzlich von der Form des ionisierenden Kontinuums ab.
- Linienverhältnisse zwischen Rekombinationslinien geben Aufschluss über Extinktion durch Staub bzw. Strahlungstransporteffekte.

Linienleuchtkräfte

Emissivität eines vollständig ionisierten Gases in Wasserstoff-Rekombinationslinie, z.B. H β :

$$j_{\text{H}\beta} = n_e n_p \alpha_{\text{H}\beta}^{\text{eff}} \frac{h\nu_{\text{H}\beta}}{4\pi} = 10^{-26} n_e^2 \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-3} \text{ sterad}^{-1}$$

worin der entsprechende Rekombinationskoeffizient $\alpha_{\text{H}\beta}^{\text{eff}}$ in der „Fall B“-Approximation nur schwach von Temperatur und Dichte abhängt.

Folge: *Linienverhältnisse* zwischen einzelnen H-Rekombinationslinien sind im „Fall B“ \sim konstant, fast unabhängig von T_e und n_e .

Anders für stoßangeregte Linien! Für beliebiges Ion X gilt:

$$j_X = n_e n_X q_X [\text{Niveau 1, Niveau 2}] \frac{h\nu_L}{4\pi}$$

wobei die Stoßionisationsrate $q = q(T_e)$; damit hängt Linienstärke ab von:

- Kinetischer Elektronentemperatur T_e
- Dichte von Ion X (d.h. hängt wiederum ab von Form des ionisierenden Spektrums und von relativer Elementhäufigkeit)
- Besetzungszahl von Niveau 1

Temperatur

Populärstes Instrument: [O III]-Übergänge im optischen Spektralbereich. Bevölkerung des 1S_0 -Niveaus relativ zum 1D_2 -Niveau durch Stoßrate bestimmt \Rightarrow starke T_e -Abhängigkeit von

$$\frac{f(\lambda 5007) + f(\lambda 4959)}{f(\lambda 4363)} \simeq \frac{7.3 \exp(3.3 \times 10^4/T_e)}{1 + 4.5 \times 10^{-4} n_e T_e^{-1/2}}$$

(beachte die schwache Dichteabhängigkeit)

Oft relativ starke $\lambda 4363$ -Linie in AGN-Spektren (nur NLR!);
typisch: $T_e \simeq 15\,000 \dots 25\,000$ K; etwas heißer als in H II-Regionen und in Starburst-Galaxien – liegt vermutlich an deutlich höherer Heizleistung durch EUV- und Röntgenstrahlung.

BLR enthält keine breite [O III]-Linien (und auch keine weitere unmittelbar temperaturempfindlichen Linienpaare)
 \Rightarrow keine direkte T -Bestimmung möglich.

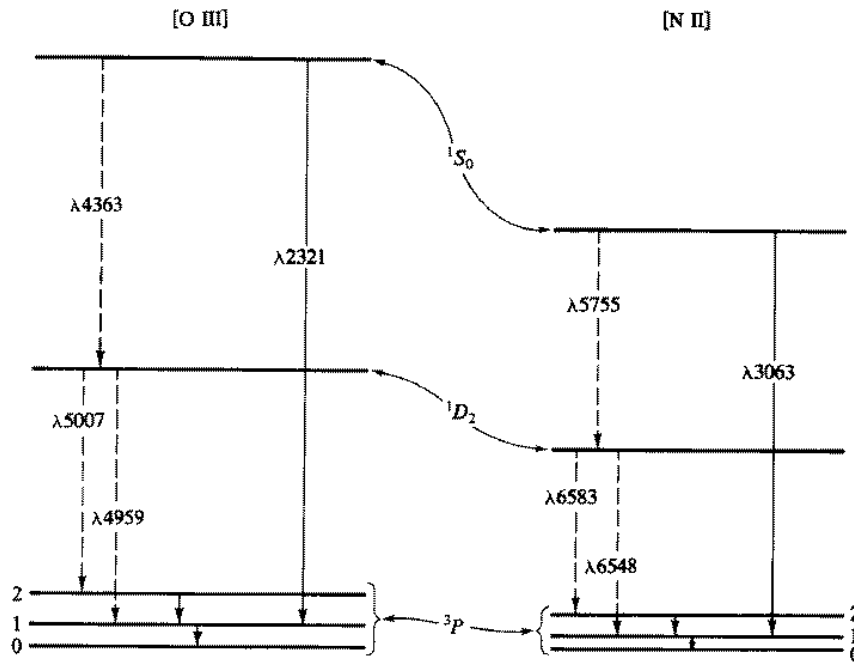
Einschränkung durch *Linienbreiten* nicht aussagekräftig:

$$\Delta v_{\text{NLR}} \sim 500 \text{ km/s}; \Delta v_{\text{BLR}} \gtrsim 1000 \text{ km/s}$$

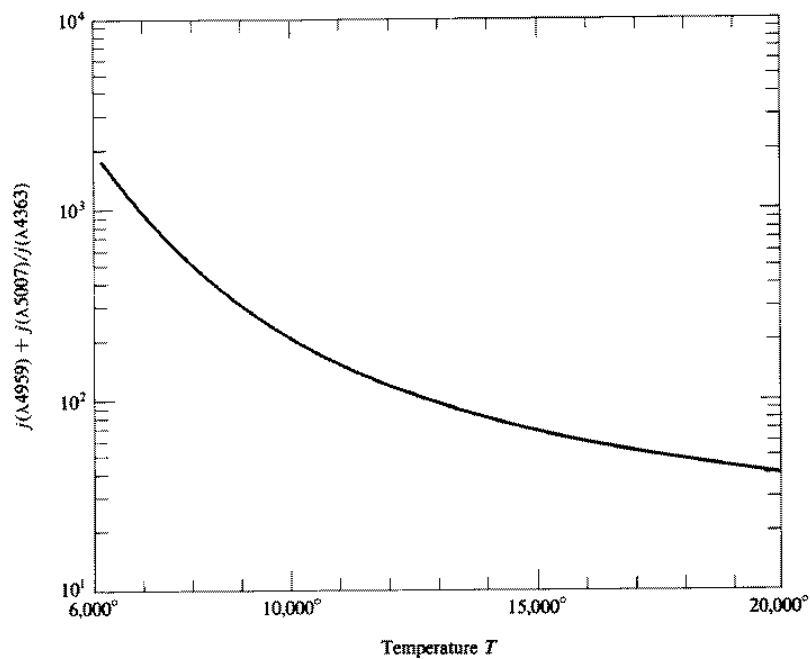
\Rightarrow wenn dies thermische Verbreiterung wäre, dann $T \simeq \Delta v^2 m_p / k \gtrsim 10^8$ K, und das Gas wäre vollständig ionisiert, es gäbe keine Linien!
(D.h.: Linienbreiten in BLR durch makroskopische Bewegungen verursacht!)

Hauptproblem dieser Liniendiagnostik: Zugrunde liegt Annahme einer homogenen Wolke – keine Stratifikation, keine Klumpung! Damit Überbewertung der dichtesten Bereiche ($j \propto n_e^2$).

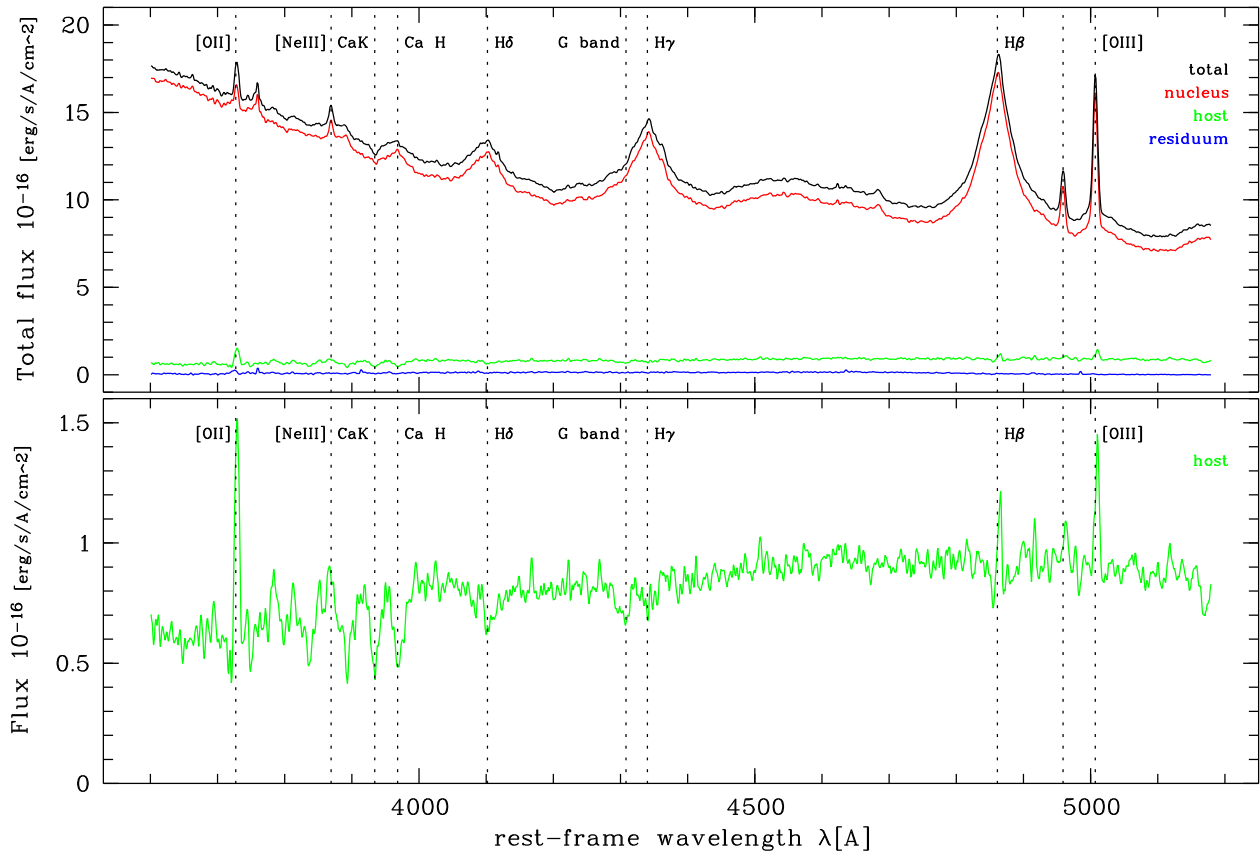
Wirklich realistische T_e können nur durch detaillierten Vergleich mit Photoionisationsmodellen geschätzt werden.



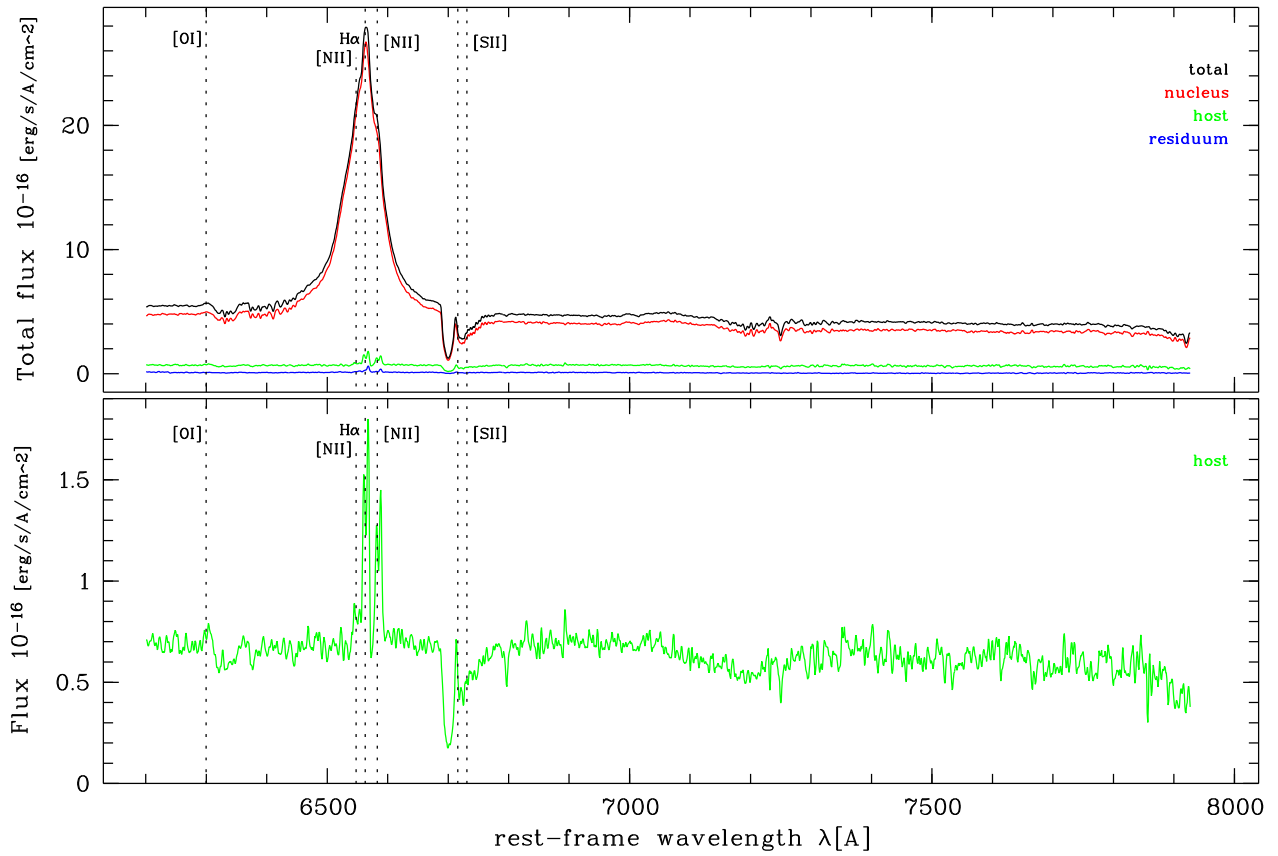
Stoßangeregte Energieniveaus in den Ionen O^{++} und N^+ . Die Abstände zwischen den Feinstrukturübergängen des Grundzustandes sind übertrieben groß dargestellt. Übergänge, die zu optischen Emissionslinien führen, sind gestrichelt gekennzeichnet (aus Osterbrock 1989).



Diagnostisches Diagramm zur Temperaturbestimmung: Dargestellt ist der Verlauf des Intensitätsverhältnisses der angegebenen $[O\ III]$ -Linien $(\lambda 4959 + \lambda 5007) / \lambda 4363$ in Abhängigkeit von der kinetischen Elektronentemperatur im Grenzfall geringer Dichte (aus Osterbrock 1989).



Spektrum von HE 1503+0228 ($z = 0.135$). Oben: Gesamtspektrum (schwarz), Hostgalaxie (grün). Unten: Hostgalaxie, vergrößert. Die verbotenen Sauerstofflinien bei 4363, 4959 und 5007 \AA sind im Galaxienspektrum deutlich sichtbar.



Spektrum von HE1503+0228 ($z = 0.135$). Oben: Gesamtspektrum (schwarz), Hostgalaxie (grün). Unten: Hostgalaxie, vergrößert.

Dichte

Emissionslinienverhältnisse: Betrachte Linienpaar mit gemeinsamem unterem und nahe beieinander liegendem oberem Niveau, z.B. [S II] $\lambda\lambda 6716, 6731$. Im Grenzfall niedriger Dichte halten sich Anregung durch Stöße und Abregung durch spontane Strahlungsübergänge die Waage: Linienverhältnis ergibt sich aus Verhältnis der statistischen Gewichte; für [S II]:

$$\frac{f(\lambda 6716)}{f(\lambda 6731)} \approx \frac{g_{\lambda 6716}}{g_{\lambda 6731}} = 1.5 \quad ; \quad n_H \ll 10^2 \text{ cm}^{-3}$$

Bei höheren Dichten spielt Stoßabregung eine Rolle; im Grenzfall sehr hoher Dichten dominiert Stoß- über Strahlungsabregung, und damit ist

$$\frac{f(\lambda 6716)}{f(\lambda 6731)} \approx \frac{A_{\lambda 6716} g_{\lambda 6716}}{A_{\lambda 6731} g_{\lambda 6731}} \simeq 0.44 \quad ; \quad n_H \gg 10^4 \text{ cm}^{-3}$$

mit nur schwacher Temperaturabhängigkeit. Für $10^1 \lesssim n_H \lesssim 10^5$: Übergangszone, Linienverhältnis ist Dichteindikator.

Für NLR: Dichte typischerweise nahe dem oberen Grenzwert, $\sim 10^5 \text{ cm}^{-3}$ nahe beim Kern (d.h. einige 100 pc), fällt ab nach außen hin.

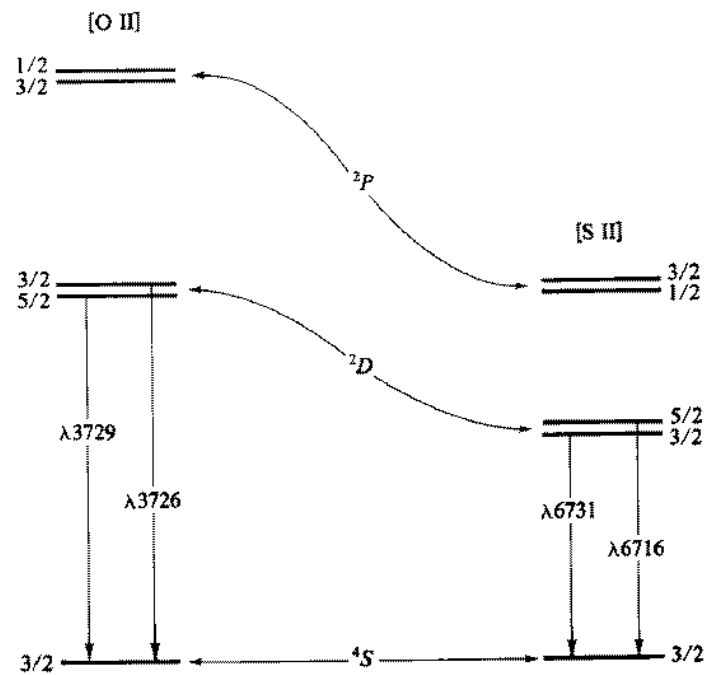
Für BLR: [S II]-Linien nicht detektiert; außerdem Diagnostik nicht brauchbar, da Linien zu dicht beieinander und nicht aufgelöst.

Auftreten verbotener Linien:

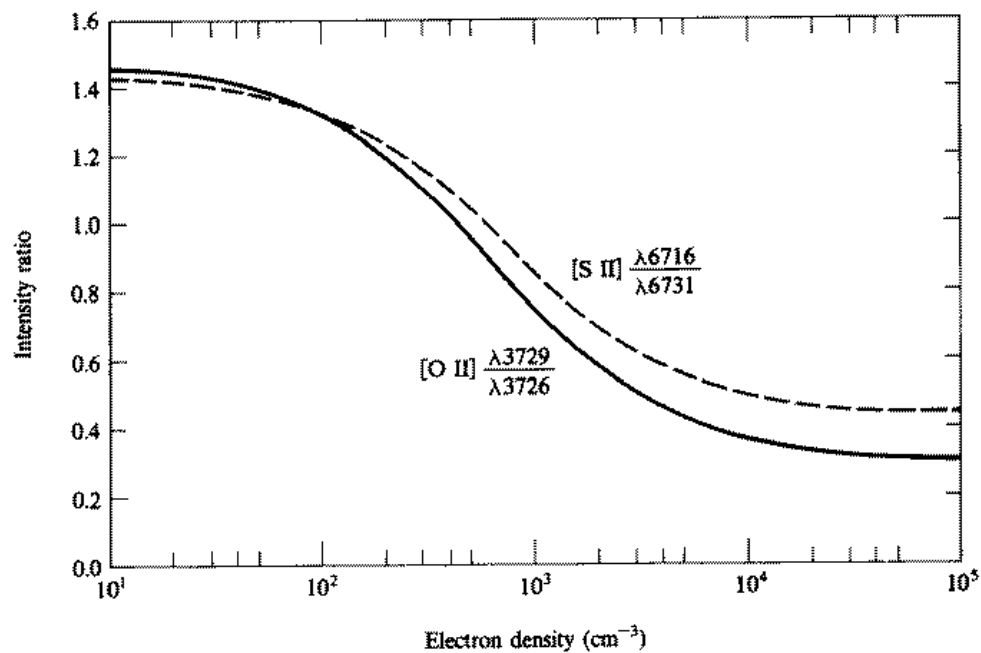
Kritische Dichte für Stoßentvölkerung des 1S_0 -Niveaus von O^{++} ist $10^8 \text{ cm}^{-3} \Rightarrow$ Nichtdetektion von breiten [O III]-Linien gibt untere Grenze, $n_{\text{BLR}} \gg 10^8 \text{ cm}^{-3}$.

Andererseits ist C III] $\lambda 1909$ i.allg. als breite Linie vorhanden. Kritische Dichte bei $10^{9.5} \text{ cm}^{-3}$, wurde für lange Zeit als Obergrenze angesehen.

Neuere Erkenntnisse (Variabilitäts-Echokartierungen) zeigen: BLR muss radiale Stratifikation aufweisen, Dichte variiert bis zu $n_{\text{BLR}} \simeq 10^{11} \text{ cm}^{-3}$.



Stoßangeregte Energieniveaus in den Ionen S^+ und O^+ (aus Osterbrock 1989).



Diagnostisches Diagramm zur Dichtebestimmung: Dargestellt ist das Intensitätsverhältnis der Dublettlinien [O II] $\lambda 3729/\lambda 3726$ und [S II] $\lambda 6716/\lambda 6731$ in Abhängigkeit von der Elektronendichte n_e (aus Osterbrock 1989).

Anregendes Spektrum

Relative Stärke der Linien hängt von der Verteilung über die Ionisationsstufen ab. Für den Fall von NLTE und Photoionisation ist dann die *Form* des ionisierenden Spektrums maßgeblich.

Beispiel: Betrachte Linien von O^0 ($\chi = 13.6$ eV; wichtige Linie [O I] $\lambda 6300$), O^+ ($\chi = 35.1$ eV; [O II] $\lambda 3727$), O^{++} ($\chi = 54.9$ eV; [O III] $\lambda\lambda 5007, 4959$).

- In H II-Regionen, Starburstgalaxien und PN gilt: je schwächer [O I] bzw. [O II], desto stärker [O III] \Rightarrow Sequenz hin zu höheren T_{eff} .
- In AGN-Spektren alle Ionisationsstufen gleichzeitig – liegt an breiter SED: sowohl hoch- als auch niederenergetische Photonen vorhanden.

Allerdings sind O-Linien nicht optimal, da sehr anfällig für Staubextinktion (Rötung). Besser geeignet sind Verhältnisse mit kurzer Basislinie, z.B.

- $f([\text{O III}])/f(\text{H}\beta)$ als Indikator für hochenergetische Photonen;
- $f([\text{N II}]\lambda\lambda 6548, 6584)/f(\text{H}\alpha)$ als Indikator für niederenergetische Photonen ($\chi(\text{N}^0) = 14.5$ eV);

Eintragen in „diagnostische Diagramme“ zeigt sehr verschiedene Verteilungen von AGN- und stellar angeregten Regionen.

Weitere Indikatoren für AGN-Anregung: Anwesenheit extrem hochionisierter Spezies, z.B. [Ne V] ($\chi = 97$ eV) oder [Fe X] ($\chi = 235$ eV).

Allgemein: Rekonstruktion des anregenden Spektrums mittels Photoionisationsmodellen; dabei Berücksichtigung aller vorhandenen Linien.

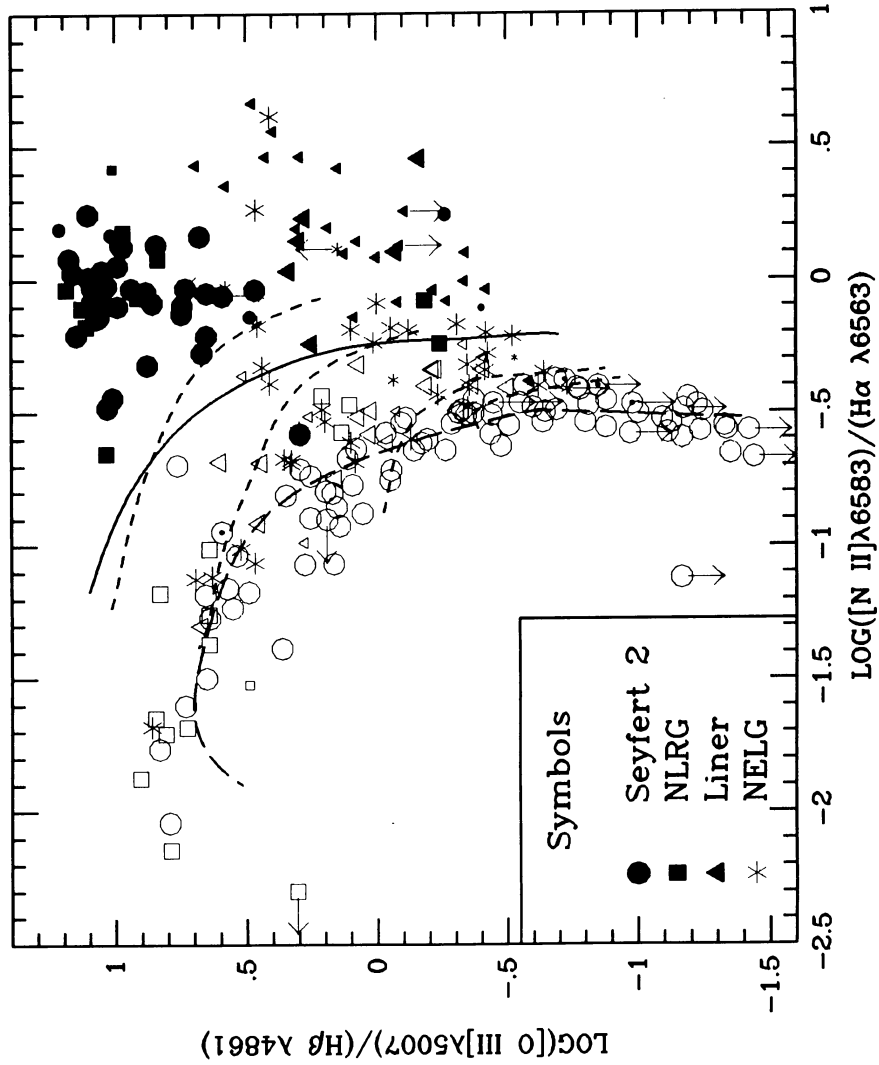


FIG. 1.—Reddening-corrected $[O\ III] \lambda 5007/H\beta$ vs. $[N\ II] \lambda 6583/H\alpha$ intensity ratios. Symbols for types of objects are as shown in keys to this figure and Fig. 2. Four short-dashed lines are H II region models of Evans and Dopita (1985) for $T_e = 56,000, 45,000, 38,5000,$ and $37,000\ K$ from the top to bottom respectively. Long-dashed curve represents H II region models of McCall, Rybski, and Shields (1985). Solid curve divides AGNs from H II region-like objects.

Diagnostisches Diagramm von Veilleux & Osterbrock (1987) zur Unterscheidung von AGN und Starburst-Galaxien anhand von charakteristischen Emissionslinienverhältnissen.

Extinktion durch Staub

Für Rekombination im „Fall B“: \sim feste Linienverhältnisse in H-Linienspektrum, z.B. $f(\text{H}\alpha)/f(\text{H}\beta) \simeq 2.85$, „Balmer-Dekrement“.

Staubextinktion ist wellenlängenabhängig:

$$f(\lambda) = f_0(\lambda) e^{-\tau(\lambda)},$$

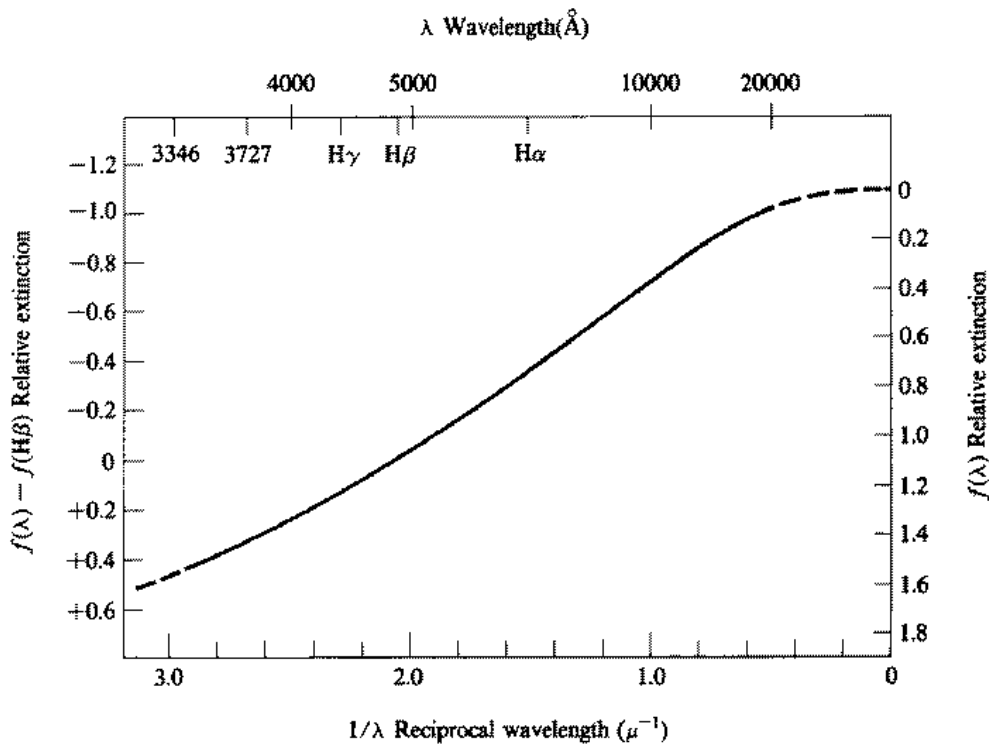
wobei τ die optische Tiefe für Staubabsorption ist. Im allgemeinen ist $\tau(\lambda_1) > \tau(\lambda_2)$ für $\lambda_1 < \lambda_2$, d.h. durch Staub absorbierte optische/UV-Spektren erscheinen gerötet. Auch Linienverhältnisse sind betroffen!

Für Staub in unserer Milchstraße kann Verlauf $\tau(\lambda)$ recht gut durch eine universelle Extinktionskurve $\mathcal{E}(\lambda)$ und einen Skalierungsfaktor approximiert werden:

$$\tau(\lambda) \approx C \cdot \mathcal{E}(\lambda),$$

so dass nur noch der Faktor C als das eigentliche Extinktionsmaß bestimmt werden muss; folgt unmittelbar aus gemessenem Balmer-Dekrement:

$$C = 6.58 \left(\log_{10} \frac{I(\text{H}\alpha)}{I(\text{H}\beta)} - 0.456 \right).$$



BLR-Linienverhältnisse

Verständnis der Linienentstehung in BLR noch sehr lückenhaft – quantitative Prognose der relativen Linienstärken entsprechend ungenau.

Einige der Probleme:

Ly α / H α : Standard-Photoionisation (Fall B) prognostiziert Ly α /H α \sim 20; beobachtet werden Werte um \sim 1.

- Möglichkeit 1: Staub zerstört resonanzgestreutes Ly α ; (unwahrscheinlich so nahe beim Kern.)
- Möglichkeit 2: Balmerlinien werden verstärkt durch erhöhte $n = 2$ -Besetzungszahlen aufgrund von Ly α -Resonanzstreuung, vor allem in PIZ.

Balmer-Dekrement: Beobachteter Wert von $f(\text{H}\alpha)/f(\text{H}\beta)$ fast immer deutlich größer als Fall B-Wert von 2.85.

- Extinktion durch Staub?
- Wahrscheinlich ebenfalls Konsequenz der erhöhten $n = 2$ -Besetzungszahlen in PIZ. Quantitative Beschreibung erfordert genauen Strahlungstransport, derzeit noch nicht möglich.

Heliumlinien: Modelle sagen im allgemeinen zu starke He-Linien voraus; möglicherweise begründet in falschen Annahmen über ionisierendes Kontinuum?

Fe-Spektrum: Zwischen \sim 2000 und 5000 Å: über 3000 sich überlagernde Eisenlinien – Dekomposition in Einzellinien unmöglich. Entstehung vermutlich in PIZ, indirekt angeregt durch Röntgenstrahlung.

Baldwin-Effekt: Beobachtete Antikorrelation zwischen W_0 von C IV λ 1549 (und einiger anderer hochionisierter Linien) und Kontinuumsshelligkeit. Falls reell – Möglichkeit zur Benutzung von Quasaren als Standardkerzen?

Absorptionslinien

Schmale Absorptionslinien in Quasarspektren, vor allem bei hohem z : In der Regel *extrinsischer* Ursprung durch intervenierende Galaxien bzw. allgemeines intergalaktisches Medium – hier nicht behandelt.

Allerdings mindestens drei Typen von *intrinsischen* Absorptionslinien:

BAL-Quasare: $\sim 10\text{--}20\%$ der Quasare zeigen breite Absorptionen, meist nur in hochionisierten Linien (d.h. nur im UV; gleiche Linien wie auch BLR-*Emissionslinien*!).

Absorptionssysteme oft sehr komplex:

- Immer blauverschoben \Rightarrow Ausfluss-Phänomen.
- Relativgeschwindigkeiten bis zu $0.1 c \Rightarrow$ Entstehung nahe beim AGN
- Oft Auftreten mehrerer scheinbar getrennter Systeme.
- P-Cygni-Profile \Rightarrow Direkter Hinweis auf gemeinsamen Ursprung von BLR und BAL?

Spezielle Variante von Quasaren? oder Orientierungseffekt?

Schmale Linien in Sy 1: Verbreitetes Phänomen in niedrigleuchtkräftigen Seyfertgalaxien, kaum Vergleichbares in Quasaren.

Umgekehrt: Keine Sy-Galaxie mit BAL bekannt

\Rightarrow entsprechende Phänomene für verschiedene L ?

Assoziierte Absorptionssysteme: Allgemeine Bezeichnung für Systeme mit $z_{\text{abs}} \simeq z_{\text{em}}$; vermutlich *mixed bag* von Phänomenen: Absorption innerhalb Cluster oder LSS; in Satellitengalaxie; in Außenbezirken der Hostgalaxie; im Zentralbereich.

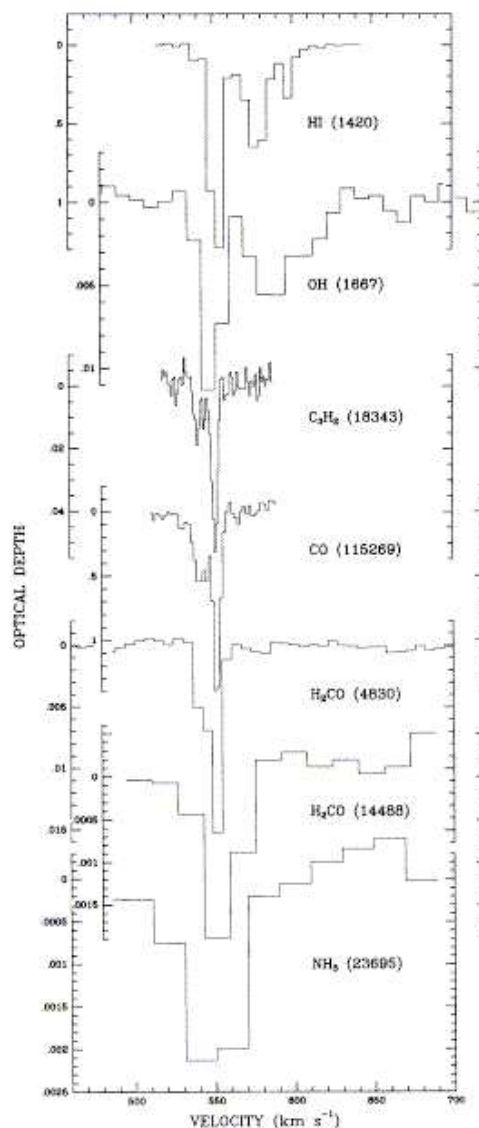
Auffällig: Radiolaute Quasare zeigen besonders häufig und besonders starke assoziierte Absorption – mittelbarer Effekt des Jets?

Ausfluss und Einfall von Materie

Scheinbares Paradox: Trotz Grundannahme, dass Akkretion die Grundlage für Kernaktivität, wird in den meisten Fällen Gasbewegung nur in Form von *ausfließender* Materie detektiert. Dramatischste Beispiele: BAL-Quasare.

⇒ Massenverlust, „AGN-Winde“?

Hinweise auf *einfließende* Materie nur selten. Beispiel: Rotverschobene Absorptionslinien in Radiogalaxie Cen A (Abbildung). Allerdings noch kein Beleg für Akkretion auf BH: Gasbewegung vermutlich eher auf kpc-Skalen in Galaxie.



Reflektionsspektren

Weiterer wichtiger Prozess: Compton-Streuung von Röntgenphotonen an „kühlem“ ($kT \ll h\nu \simeq 1\text{--}10\text{ keV}$) Material.

Compton-Streuung an Elektronen \rightarrow Modifikation des Kontinuums

Streuung an neutralen Atome und Ionen: Hauptwechselwirkung ist Freisetzung von K-Schalen-Elektronen; nachfolgende Prozesse:

- Verbleibende Elektronen befinden sich plötzlich in angeregtem Zustand; Auffüllen der Lücke setzt wiederum Energie frei.
- Möglichkeit 1: Auto- oder Auger-Ionisation: äußere Elektronen werden nachfolgend entfernt.
- Möglichkeit 2: Abstrahlung eines hochenergetischen Photons mit charakteristischer Frequenz (Fluoreszenz). Wichtigste Fluoreszenzlinie in AGN: Fe $K\alpha$ bei 6.4 keV (für Fe^0).

Beobachtung lange Zeit sehr schwierig, da Röntgenteleskope unzureichende spektrale Auflösung hatten. Neuerdings $K\alpha$ eindeutig in etlichen AGN festgestellt \Rightarrow Bestätigung für „kühlen“ Absorber/Reflektor .

Bedeutende Entdeckung 1995 und nachfolgend: Einige AGN haben extrem breite ($\Delta v \simeq 100\,000\text{ km/s}$) Emissionslinie im Röntgenspektrum. Maximum koinzident mit $\text{Fe}^0 K\alpha$, Form aber stark asymmetrisch, langwelliger Flügel erheblich rotverschoben. Interpretation: Entstehung durch „Wolke“ in stark relativistischem Potential bei $r \simeq R_S$. Vermutlich physikalisch stärkste Evidenz für Existenz schwarzer Löcher in Galaxienzentren.

Allerdings kein universales Phänomen – viele AGN haben relativ schmale $\text{Fe}^0 K\alpha$ -Linien \Rightarrow Entstehung bei $r \gg R_S$.

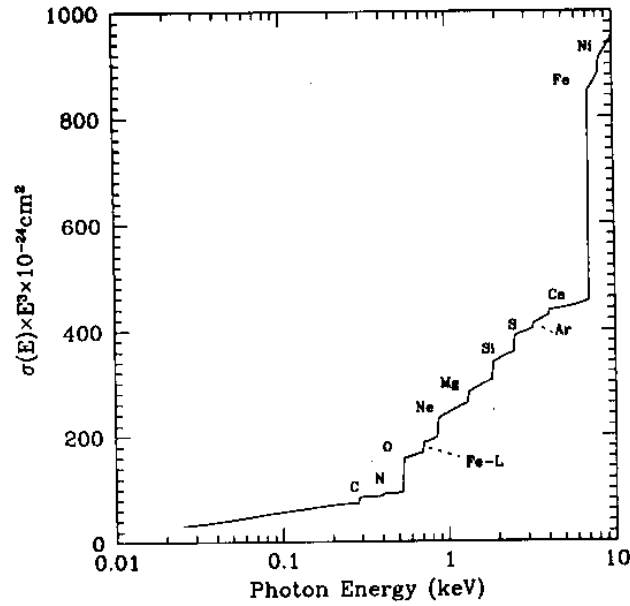
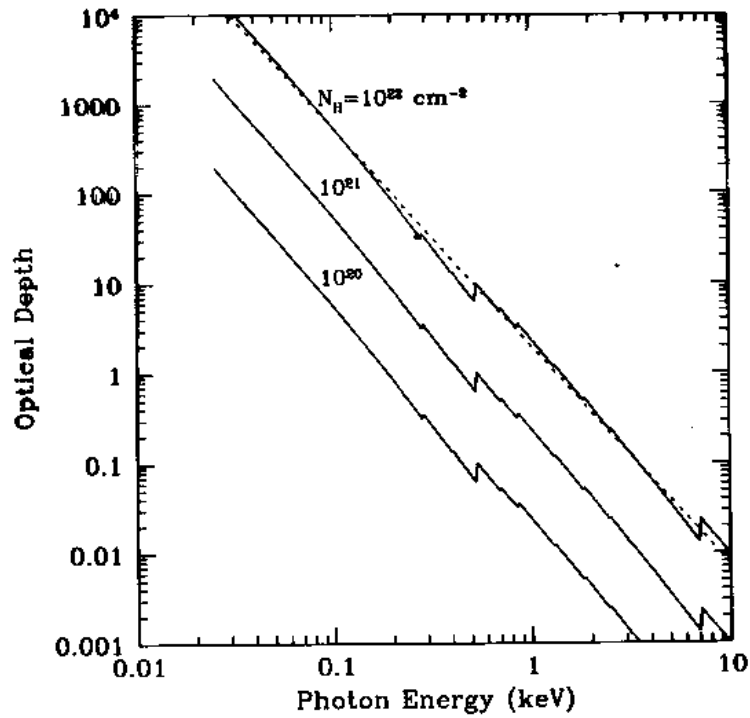
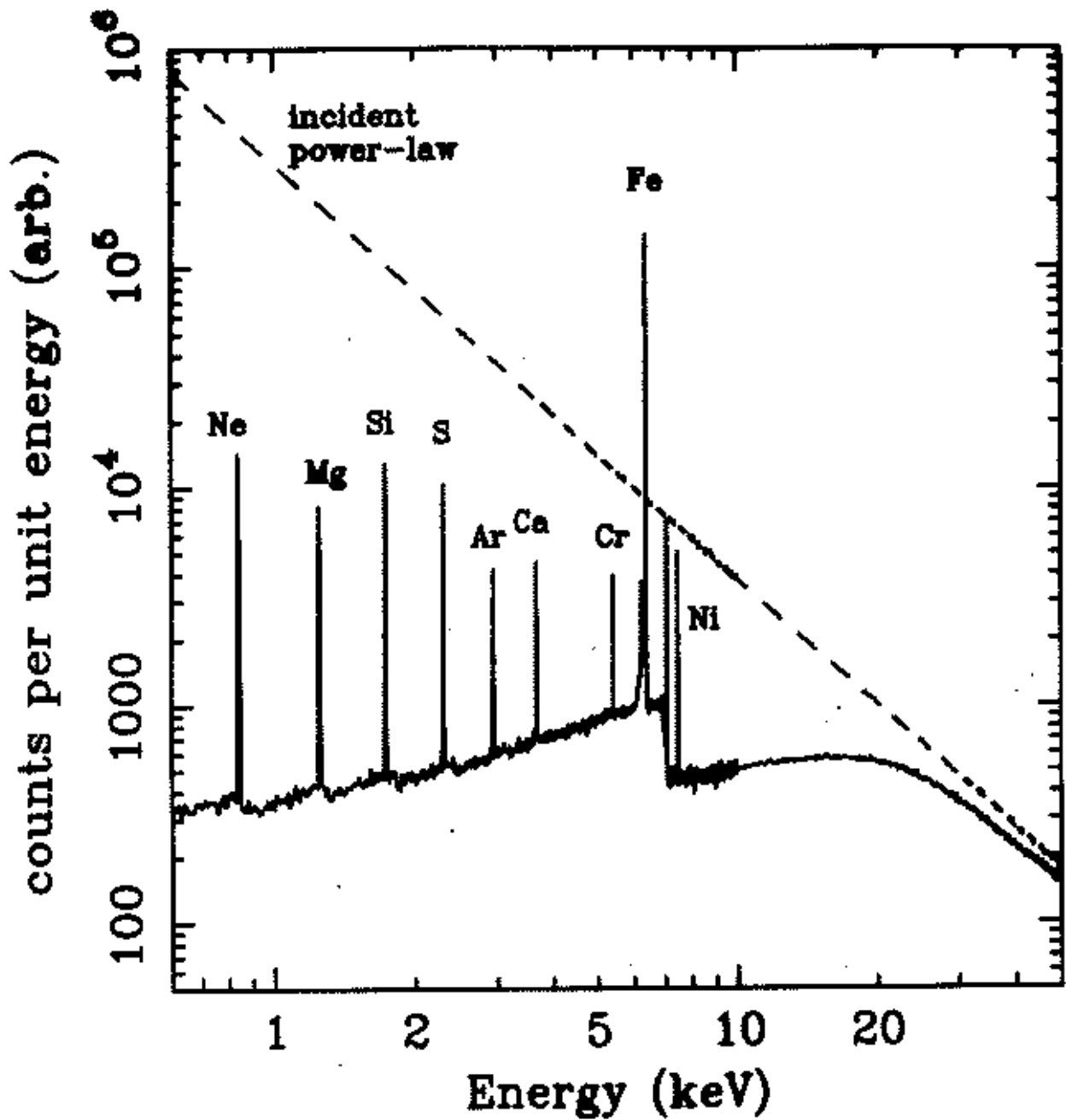


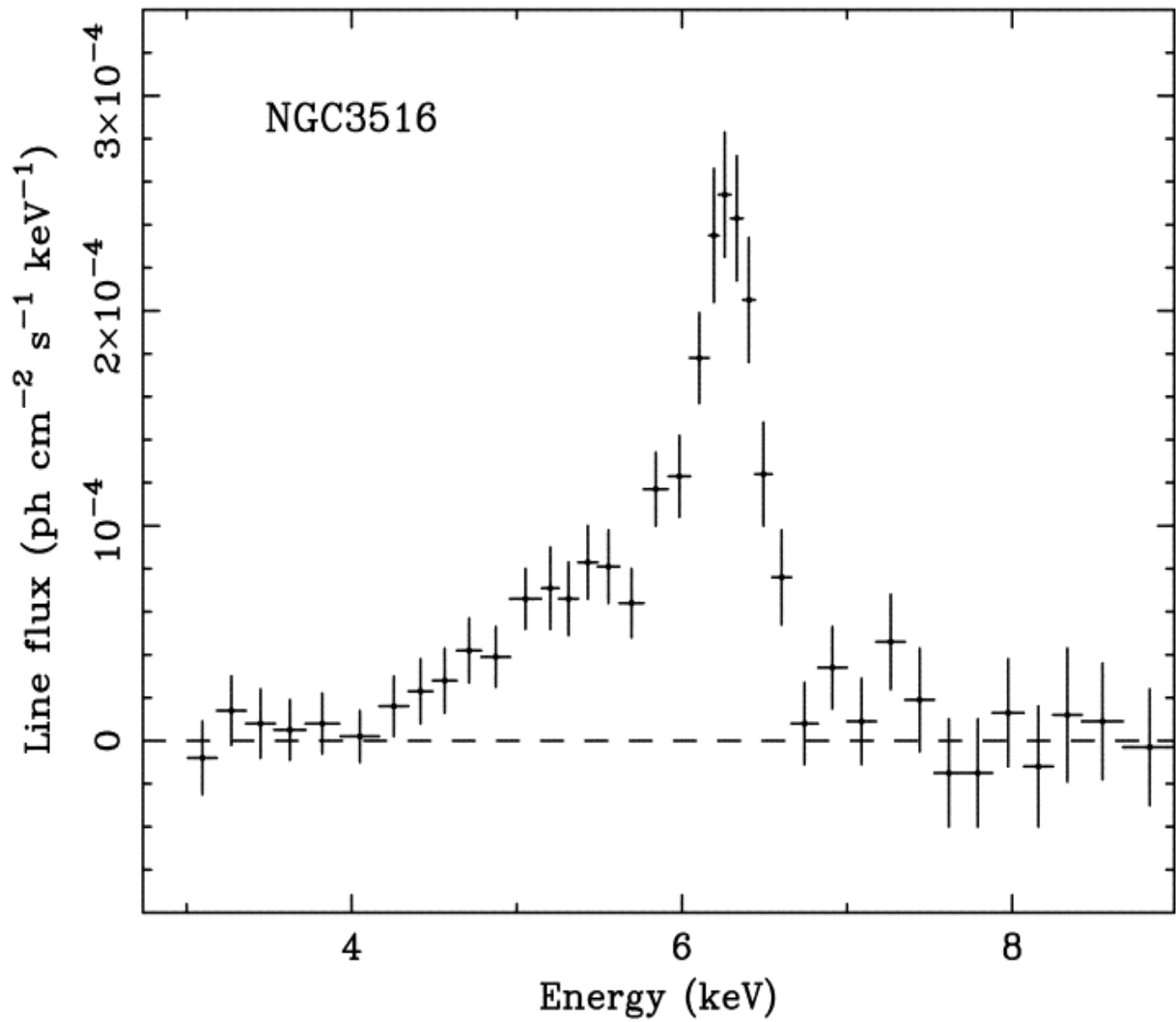
Fig. 10.1. The total photoelectric absorption cross-section of Morrison and McCammon (1983) as a function of energy, obtained by using piecewise polynomial fits. It is assumed that all elements are in the gas phase and in neutral atomic form. The absorption edges due to different elements are indicated.





Go to high resolution image (199kb)

FIG. 1.—X-ray reflection from an illuminated slab. Dashed line shows the incident continuum, an solid line shows the reflected spectrum (integrated over all angles). Monte Carlo simulation from Reynolds (1996).



[Go to high resolution image \(144kb\)](#)

FIG. 7.—The time-averaged iron line profile observed in the Seyfert galaxy NGC 3516, obtained from a long ASCA observation (Nandra et al. 1999). It shows a broad red tail as well as a resonant absorption feature around 5.4 keV.

[Discussion in text](#) | [Previous figure](#) | [Next figure](#)