

Struktur von aktiven Galaxienkernen

Überblick: Aufschlüsse aus der Beobachtung

Abschattung und anisotrope Abstrahlung:

- Spektro-polarimetrische Aufschlüsse: Sy 2 = verdeckte Sy 1
- Infrarotspektroskopie: Nachweis stark staubabsorbierter Linien
- Ionisationskegel in NLR und EELR
- Neutraler Wasserstoff und Staub in Kernnähe
- Häufigkeiten verschiedener AGN-Typen in Surveys

Lineardimension und Stratifikation der Kernregion:

- Lichtecho-Messungen
- Konsequenzen für Größe und Dichte der BLR
- „Warme“ und „kalte“ Röntgenabsorber
- Der Mikro-Gravitationslinseneffekt: Größe der Kontinuumsquelle

Kinematik und Dynamik der AGN-Komponenten:

- Linienbreiten
- Interpretation der Emissionslinien-Profile

Versuch einer Synthese

Typische Linear- und Winkeldimensionen

Für Feld-, Wald- & Wiesenquasar:

	metrische Ausdehnung	Winkelgröße bei	
		$z = 0.1$	$z = 2$
• Muttergalaxie	10 kpc	4''	1''
• Narrow Emission Line Region	1 kpc	0.''4	0.''1
• Broad Emission Line Region	1 pc	0.''0004	0.''0001
• Akkretionsscheibe	0.01 pc	4 μ as	1 μ as
• R_S für $M = 10^9 M_\odot$	10^{-4} pc	0.04 μ as	0.01 μ as

($H_0 = 50$, $\Omega_m = 1$, $\Lambda = 0$)

(Einheit 1 μ as = 10^{-6} Bogensekunden, *micro-arcseconds*)

Auflösung durch direkte Beobachtungen somit nur bis NLR möglich,
für Geometrie auf kleineren Skalen nur indirekte Verfahren.

- Modellrechnungen und Spektralfits
- Streulichtmessungen
- Lichtechno-Verfahren
- Mikrogravitationslinseneffekt
- Statistische Betrachtungen

Abschattung und Streulicht

Der Fall NGC 1068

Helle ($V \simeq 9$) und nahe ($z = 0.004$) Sy 2-Galaxie; Morph. Typ Sb, nahezu *face-on*. Schwacher Radiojet, \sim kollinear mit NLR-Konus.

Beobachtungen (Antonucci & Miller 1985 und nachfolgend):

- Optisches Licht ist leicht linear polarisiert (Polarisationsgrad wenige %)
- Nach Subtraktion des (völlig unpolarisierten) Sternlichts: Polarisation von $\sim 16\%$, nahezu unabh. von λ von NIR bis UV.
- Optisches Spektrum: perfekte Sy 2-Eigenschaften.
- Spektrum im polarisierten Licht: identisch mit klassischem Sy 1-Kern! \Rightarrow Gestreutes Licht der BLR in Kernnähe.
- Polarisationsrichtung senkrecht zur Jetachse.
- Räumlich aufgelöste Spektropolarimetrie: BLR-Spektrum auch sichtbar (aber schwach) in Richtung einzelner NLR-Knoten.

Interpretation: BLR und Kontinuum verdeckt und nicht direkt sichtbar; aber geometrischer Abschattungsfaktor ist < 1 , d.h. es gibt Richtungen, in die BLR- und Kontinuumsstrahlung entkommen.

Dann *außerhalb*: Streuung an diffusem Material (Staub, Gas)
 \Rightarrow Sichtbarkeit in alle Richtungen!

Streuprozess: Frequenzunabhängigkeit der Polarisation Hinweis auf Streuung an freien Elektronen (Thomson-Streuung; Streuquerschnitt unabh. von λ)

Für NGC 1068 ist die Klassifikation als Sy 2-Galaxie eine Folge unserer Blickrichtung; aus anderen Richtungen betrachtet, würde die Galaxie als Sy 1 klassifiziert werden.

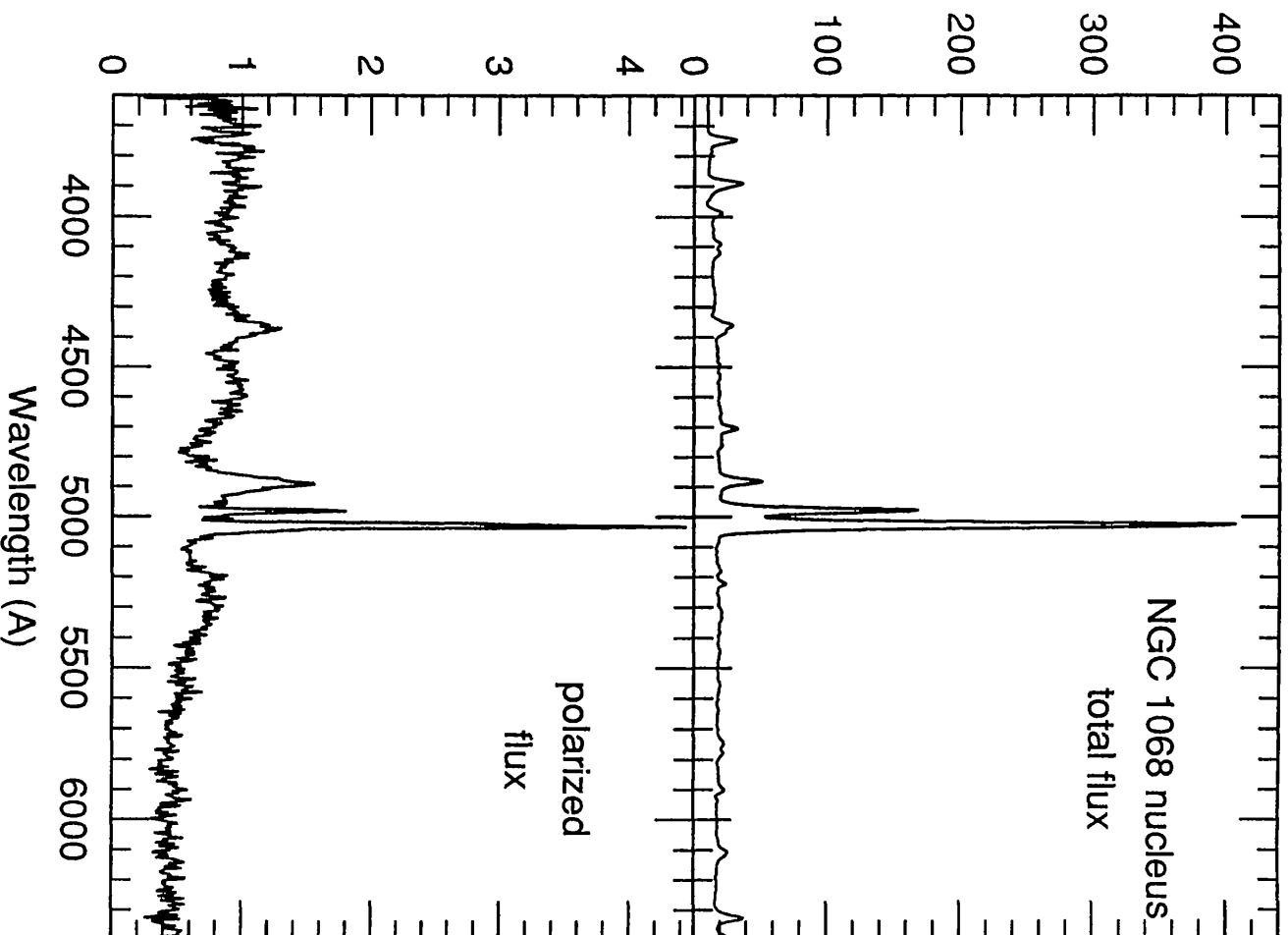


Figure 2 Spectropolarimetry of NGC 1068 by Miller et al 1991. The flux spectrum (*top*) indicates a Type 2 classification, while the polarized flux (*bottom*) is indistinguishable from the flux spectra of Type 1 Seyferts.

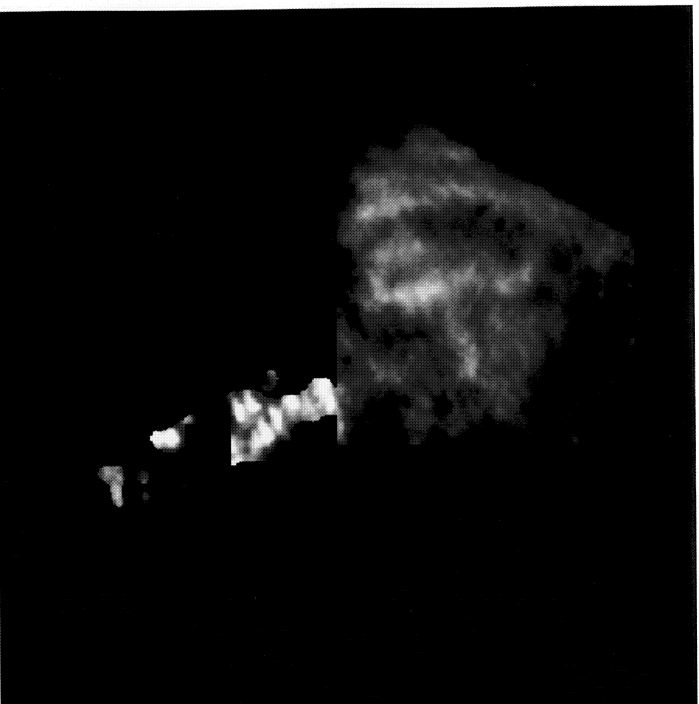


Fig. 3.—Polarized flux map from the FOC observations. The field of view is $9'' \times 9''$. North is at the top, east is to the left. All the images are presented in the same orientation.
 CAPELLI et al. (see 446, 138)

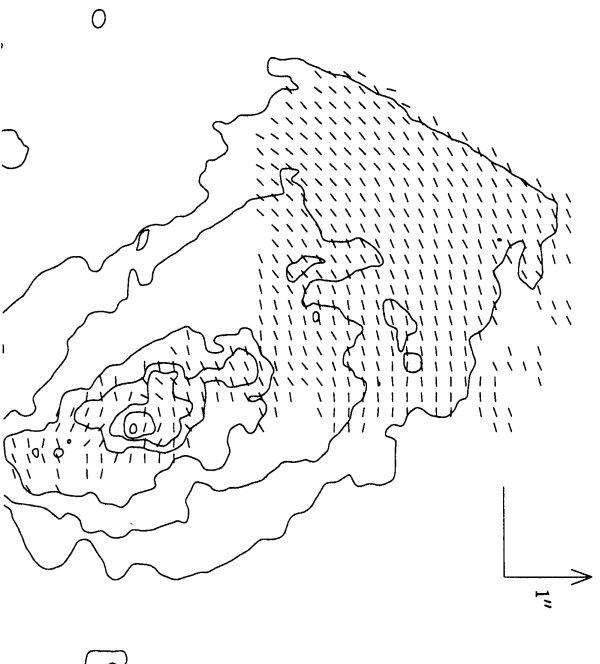
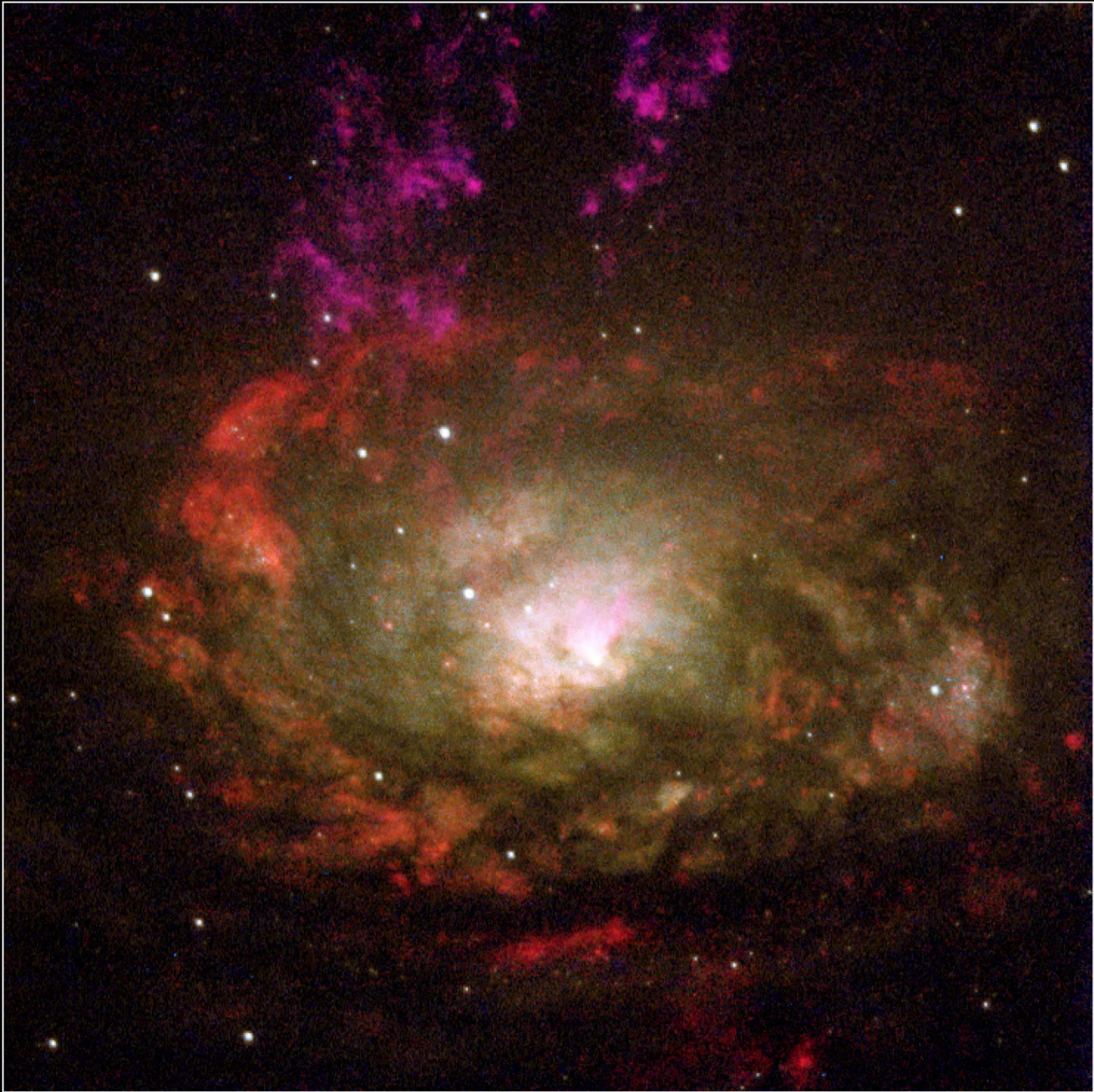


Fig. 5.—Polarization vectors from the FOC observations. To show more clearly the polarization pattern, the length of the vectors is constant and not proportional to the polarization level. Superposed we show the total intensity contours.



Circinus Galaxy
Hubble Space Telescope • WFPC2

NASA and A. Wilson (University of Maryland) • STScI-PRC00-37

Nächster AGN: Circinus (Seyfert 2), Entfernung: ~ 5 Mpc

Nachfolgend: Weitere Sy 2-Galaxien mit BLR-Spektren im polarisierten Licht entdeckt. Gesamtdetektionsrate aber nur bei $\sim 50\%$.

– ***Sind alle Seyfert 2-Galaxien verdeckte Sy 1?***

Ebenfalls: $\sim 50\%$ der *Narrow-Line Radio Galaxies* zeigen polarisierte breite Linien. Polarisationsvektoren im allgemeinen senkrecht zu Hauptachsen der Radiojets.

– ***Große Vereinheitlichung des AGN-Zoos?***

Schlüsselproblem: Was sind die Objekte mit nicht detektierten verdeckten BLR?

Schwierigkeit: Polarisationsgrad immer $< 10\%$, oft bei wenigen %

⇒ Technik nur für sehr helle Objekte anwendbar.

Beobachtung muß indirekte Hinweise liefern: Wenn Sy 1 und Sy 2 gleiche Objekte unter verschiedenem Blickwinkel sind, dann müssen großskalige isotrope Eigenschaften ununterscheidbar sein:

- Leuchtkraft der NLR
- Hubble-Typen der Hostgalaxien
- Stellare Population der Hostgalaxien
- Radioleuchtkräfte

Andere Eigenschaften sollten kompatibel mit Zufallsverteilung der Orientierung im Raum sein.

- Projizierte Größe der NLR
- Hauptachsen von Radiojets

Was verdeckt BLR und Kontinuumsquelle?

Aufgrund kleiner Winkeldurchmesser: BLR selbst in nahen Galaxien wie NGC 1068 nicht direkt auflösbar. Ursache für Abdeckung nur spekulierbar (mit nachfolgenden indirekten Tests). Vermutung: Kernregion umgeben von Material mit hoher Staub-Säulendichte \Rightarrow hohe Extinktion.

Option 1: Population von sehr dichten Wolken mit Abdeckungsfaktor < 1

Option 2: Anisotrope Geometrie mit „staubigem Torus“

Argument für Torus: Hauptsächlich über beobachtete Form der NLR, oft in Gestalt eines Kegels – s.u.

Abschätzung des geometrischen Abdeckungsfaktors:

- (i) über Öffnungswinkel des Kegels (falls beobachtet)
- (ii) über Verhältnis der Raumdichten $Sy\ 2 / Sy\ 1$

Test: Wenn Abdeckung durch Staubextinktion, dann könnten breite Emissionslinien im Infraroten beobachtbar werden – z.B. Bracket-Serie von H. Allgemein: je längerwellig, desto bessere Chancen wegen $A_\lambda \propto \lambda^{-1}$ für Staub.

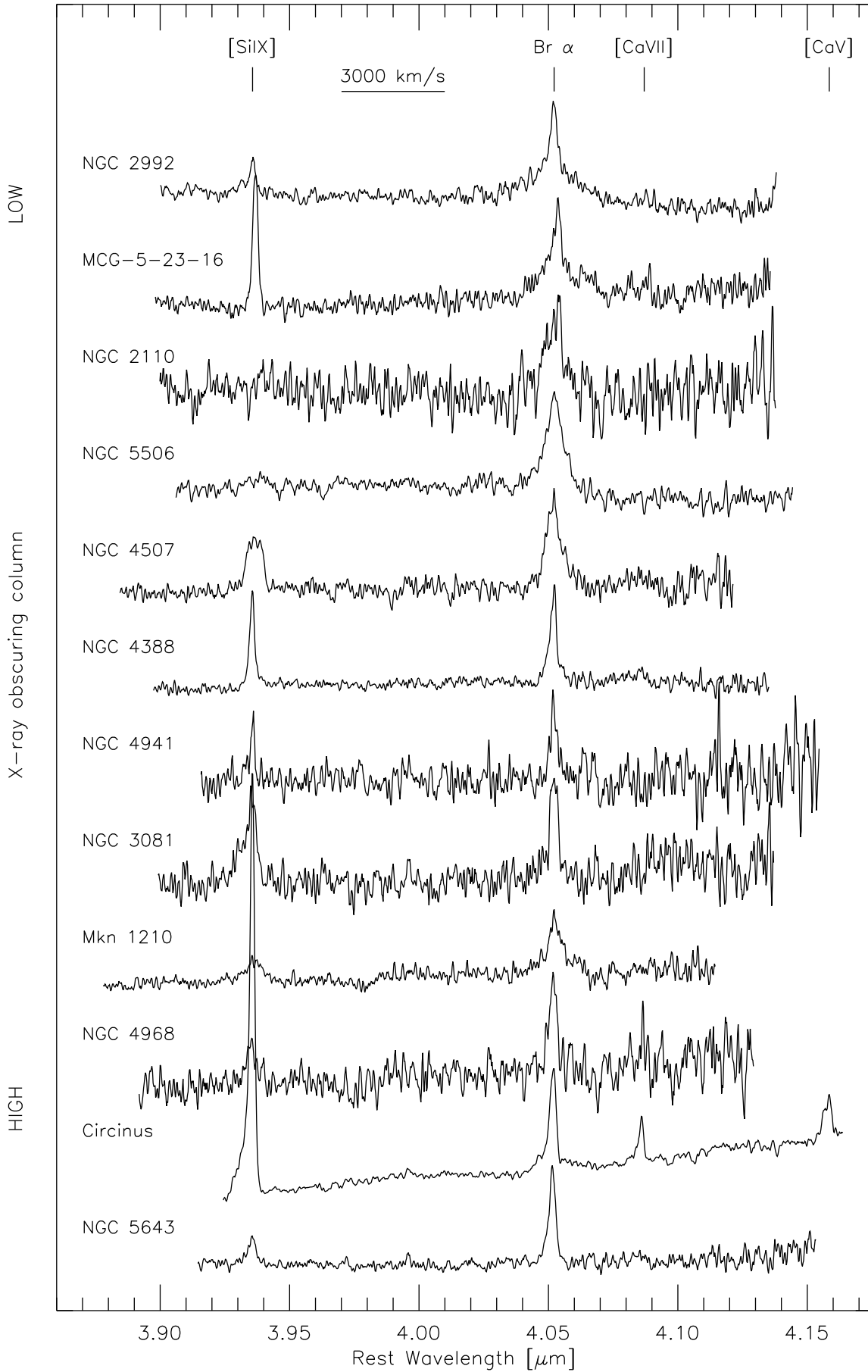
– Kein harter Test: Nulldetektionen durch zu hohe Extinktion erklärbar.

Beobachtungstechnische und instrumentelle Herausforderung (Erdatmosphäre!). Bisher aussagekräftigste Resultate durch MPE-Gruppe (D. Lutz et al. 2003):

- Von 12 beobachteten Sy 2-Galaxien: 3–4 zeigen breite Br α -Linie
- Genau die Objekte, die insgesamt eher moderate Extinktion zeigen.
- Genau die Objekte, die auch eine BLR im polarisierten Licht zeigen.

Schlußfolgerung: Extinktion durch Staub als Grund für teilweise Abdeckung in Sy 2-Galaxien sehr plausibel.

Grund für nicht detektierte BLR in vielen Sy 2 immer noch unbekannt.



Ionisationskegel

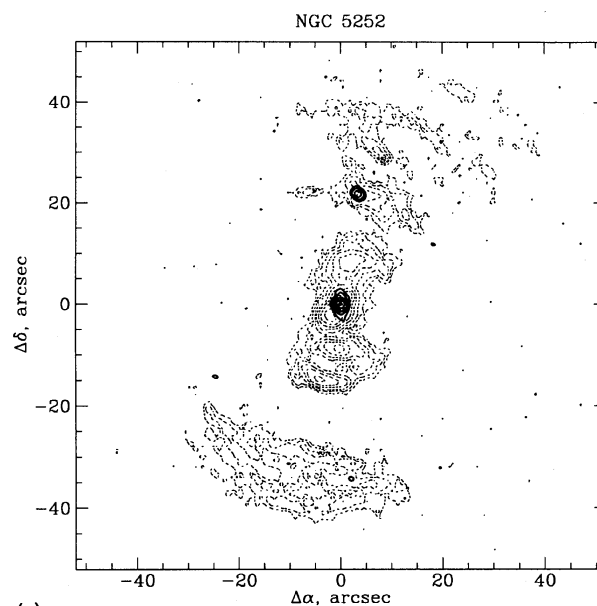
Ausgedehnte Emissionslinienregion in Seyfert-Galaxien oft nicht symmetrisch, sondern stark elongiert – selbst in \sim *face-on*-Galaxien.

Zusätzlich bei Beobachtungen mit hoher Winkelauflösung (z.B. HST): NLR zeigt konische Struktur mit Öffnungswinkel $\sim 30^\circ \dots 100^\circ$.

Spektroskopie der Emissionsknoten zeigt: $[\text{O III}] \lambda 5007 / \text{H}\beta$ -Verhältnis > 10 , gleichzeitig signifikante Emission von $[\text{N II}] \lambda\lambda 6548, 6584$

\Rightarrow Ionisation mit großer Wahrscheinlichkeit durch AGN, nicht *in situ* durch heiße Sterne.

- Option 1: Ausströmendes Gas, z.B. in Verbindung mit Radio-Jets. Begrenzung zu den Seiten dann durch nicht vorhandenes Material. Extrem scharfe Begrenzung allerdings schwierig zu erklären.
- Option 2: Material ist überall vorhanden, ist aber ionisiert nur in Richtungen, die vom zentralen Torus nicht abgeschattet werden. Scharfer Rand des Ionisationskegels \Rightarrow scharfer Rand des Torus.



Neutraler Wasserstoff und Staub in Kernnähe

Erfahrungsgrundsatz aus dem Interstellaren Medium in Milchstraße: Staub- und Gasmassendichte eng korreliert, typisch

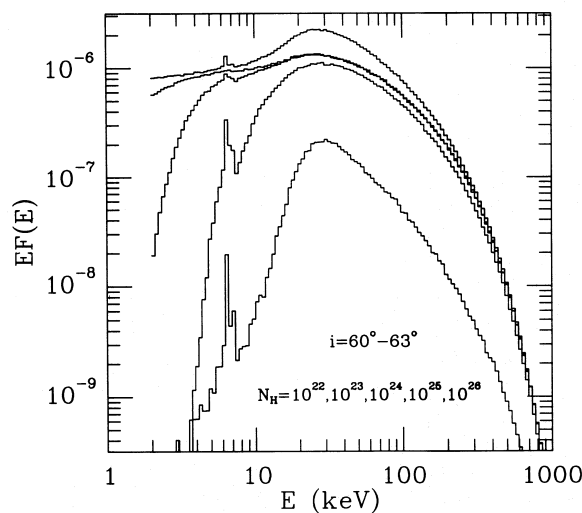
$$\rho_{\text{Gas}} \sim 100 \rho_{\text{Staub}} .$$

Für \sim universale Staubzusammensetzung ergibt sich dann ein Zusammenhang zwischen Extinktion im optischen (V -Band: 550 nm) und Säulendichte des Wasserstoffs:

$$A_V \simeq 3 \cdot N_H / (5.8 \cdot 10^{20} \text{ cm}^{-2}) .$$

(Für andere Wellenlängen gilt $A_\lambda \propto \lambda^{-1}$).

Falls dies auch in unmittelbarer AGN-Umgebung gilt, dann sollten Sy 2-Galaxien deutlich höhere H-Absorption zeigen als Sy 1-Galaxien; beobachtbar durch Röntgenspektroskopie (vgl. H-Absorptionsquerschnitt).



Ergebnis: In der Tat zeigen Sy 2-Galaxien i.allg. erheblich härtere Röntenspektren, typische Säulendichten $N_H \sim 10^{23} \dots 10^{24} \text{ cm}^{-2}$.

Wieviel Prozent der AGN-Population kennen wir?

Frage seit Beginn der ersten AGN-Surveys: Gibt es eine Teilmenge der AGN-Population, die wir systematisch verpassen?

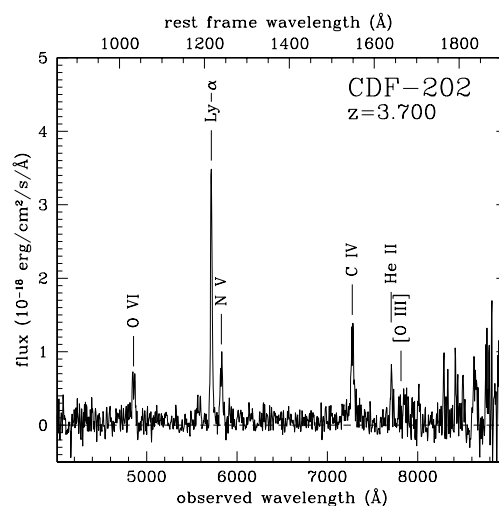
Wird bis heute heiß diskutiert, Antworten schwanken zwischen den Extremen:

- Ein Großteil aller AGN ist durch Staub absorbiert und im optischen nicht zu erkennen (bzw. nur als Sy 2-artiges Objekt).
- Staubabsorption kommt zwar vor, ist aber für die Populationsstatistik nicht relevant

In dieser extremen Form sind beide Positionen vermutlich nicht haltbar.

Zwei neue Resultate:

- Erste Typ-2-Quasar (Q 2) entdeckt, aber Anteil rel. zu Q 1 erheblich kleiner als für Sy 1 / Sy 2.
⇒ Torus-Raumwinkel möglicherweise L -abhängig, kleiner für Quasare.
- Einige AGN mit sehr hoher H-Säulendichte zeigen trotzdem breite Linien
⇒ Gas/Staub-Verhältnis evtl sehr anders in Kernnähe.



Orientierungsabhängige Klassifikation

Radio-leise AGN:

1. Seyfert-Galaxien:

- Wenigstens 50 % der Sy 2-Galaxien sind zweifellos verdeckte Sy 1.
- Für diese Objekte gilt: alle isotropen Eigenschaften sind ununterscheidbar.
- Aus Durchmusterungen: Verhältnis Sy 2 / Sy 1 \simeq 3–5 \Rightarrow Raumwinkel des „Torus“ \sim 60°.
- Andererseits sind möglicherweise etliche Sy 2 intrinsisch andersgeartete Objekte *ohne* BLR.

2. Quasare:

- Äquivalente Dichotomie wie bei Sy-Galaxien: Q 1 / Q 2, bisher nicht wirklich etabliert.
- Möglicherweise nehmen ultraleuchtkräftige IR-Galaxien teilweise Rolle der Q 2 ein (spricht aber vieles dagegen).

Radio-laute AGN:

3. BL Lac-Objekte / Radiogalaxien vom Typ FR (Fanaroff-Riley) I:

- Leuchtkräfte in beiden Fällen niedrig; kaum Emissionslinien
- Scheinbare Helligkeit abhängig von Jet-Orientierung

4. Radio-Quasare / Radiogalaxien vom Typ FR II / HPQ:

- Orientierung der Radioachse: Erscheinungsbild im Radiobereich
- Orientierung des Staubtorus: Erscheinungsbild im opt./UV/NIR

Vereinigung zwischen radiolauten und radioleisen AGN:

Etliche Hinweise auf intrinsische Unterschiede zwischen beiden Populationen. Sehr wahrscheinlich kein Orientierungseffekt.

Frage wird wieder aufgegriffen.

Lichtecho-Messungen der BLR-Struktur: Methodik

Konzeptionelle Voraussetzungen

Ursache-Wirkungs-Analyse: Meßbare „primäre“ Variationen verursachen „sekundäre“ Variationen in anderen Komponenten. Typisches Beispiel: Photoionisierte Gaswolken reagieren auf Veränderungen der eingestrahnten UV-Intensität (und -spektrum!).

- Kontinuum entsteht in wohldefinierter kompakter Quelle mit Lineardimension \ll als Abstand R zur Wolke.
- Signifikante Variabilität nur auf Zeitskalen $\gtrsim R/c$ möglich
Lichtlaufzeit *plus* Reaktionszeit der Wolke.
- Für photoionisierte Gaswolke: Reaktionszeit gegeben durch Rekombinationszeitskala $t_{\text{rec}} = (n_e \alpha_B)^{-1} = 400\text{s} (n_e/10^{10} \text{cm}^{-3})^{-1}$.
- Dynamische Zeitskala für strukturelle Veränderungen $t_{\text{dyn}} \gtrsim R/v$, wobei v die charakteristische Geschwindigkeit.
In BLR: $t_{\text{dyn}} \sim R/\Delta v_{\text{FWHM}} \gtrsim 100 t_{\text{rec}}$

⇒ Maßgebliche Zeitskala in BLR ist Lichtlaufzeit.

- Abschattung der Kontinuumsquelle ist gering: Photonen bewegen sich ungehindert zwischen Kontinuumsquelle und Wolke.
- Erwartet wird eine „einfache“ (aber nicht notwendigerweise lineare) Relation zwischen inzidentem und emergentem Fluß.

Transfergleichung

Betrachte einzelne BLR-Wolke im Abstand R von Kontinuumsquelle. Reaktion auf Kontinuumsänderung $C(t)$ ist ähnlich Lichtkurve, aber mit Zeitverschiebung und anderer Skalierung:

$$L_W(t) \sim C(t - \tau) .$$

Gesamtlichtkurve der BLR ist Superposition der einzelnen Wolkenbeiträge:

$$L(t) = \int \Psi(\tau) C(t - \tau) d\tau$$

mit der für eine bestimmte geometrische Anordnung der Wolken spezifischen Gewichts- oder „Transferfunktion“ $\Psi(\tau)$.

Erläuterung der Bedeutung der Transferfunktion an einem Beispiel.

Betrachte einfaches geometrischen BLR-Spielzeugmodell: Anordnung der Wolken in einer dünnen sphärischen Schale mit Radius R . Dann trägt Wolkenensemble bei $\tau = \tau(\theta)$ mit Gewicht der projizierten Kreisringfläche bei,

$$\Psi(\theta) d\theta = 2\pi R^2 \sin \theta d\theta$$

und wegen $d\tau = -R/c \sin \theta d\theta$ ist dann

$$\Psi(\tau) d\tau = 2\pi R c d\tau .$$

Ideale Strategie:

- Gemessen werden die Lichtkurven $C(t)$ und $L(t)$
- Bestimmung von $\Psi(\tau)$ durch Inversion des Integrals
- Vergleich mit theoretisch berechneten Transferfunktionen für einfache BLR-Geometrien

Inverses Problem, bei Anwesenheit von Meßfehlern und nicht-perfekten Daten hochgradig unterbestimmt.

Zusammenhang zwischen Geometrie und Transferfunktion nicht eindeutig.

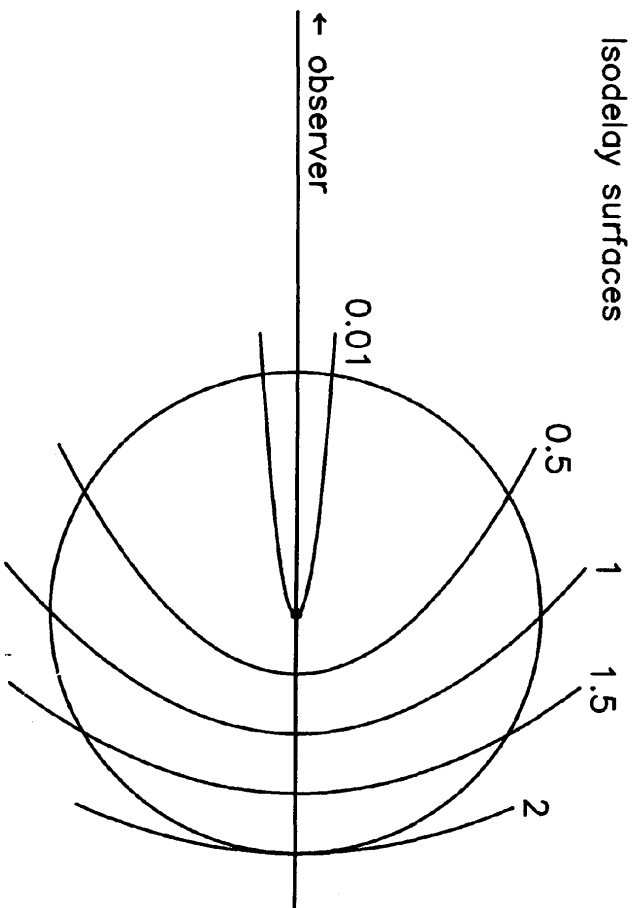


FIG. 1—Schematic view of the BLR as a thin spherical shell. The observer, to the left at infinity, sees continuum pulses propagate outward as paraboloids. At any time τ following the detection of the continuum pulse, the observer sees a response from the gas at the intersection of the BLR and an isodelay surface (with the appropriate value of τ labeled in units of r/c , where r is the BLR radius).

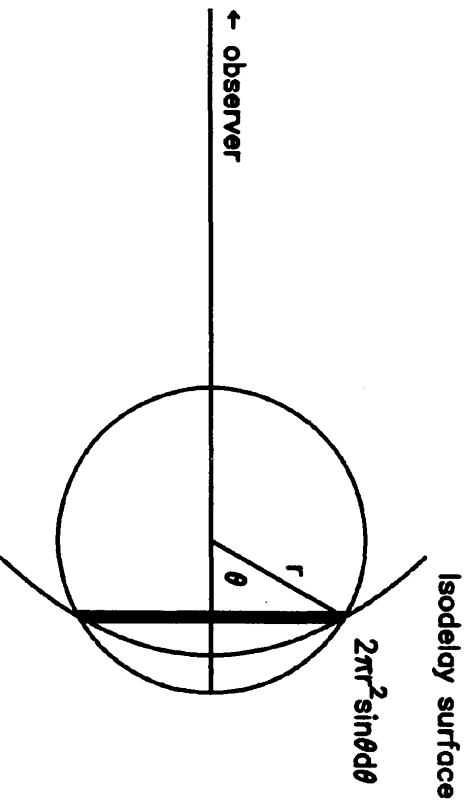


FIG. 2—The intersection between a thin spherical shell BLR and an arbitrary isodelay surface whose locus is specified by $\tau = (1 + \cos \theta)r/c$. At delay τ , the observer (to the left at infinity) sees response to the continuum flux at time $\tau = 0$ from clouds within the instantaneous area of intersection $2\pi r^2 \sin \theta d\theta$.

Korrelationsfunktion

Vereinfachtes Problem: Bestimme charakteristische Lineardimension über Lichtlaufzeit R/c aus Vergleich der Lichtkurven $C(t)$ und $L(t)$.

Kreuzkorrelationsfunktion:

$$F_{\text{CCF}}(\tau) = \int_{-\infty}^{\infty} L(t) C(t - \tau) dt$$

hat ihr Maximum bei dem τ , bei dem $L(t)$ und $C(t - \tau)$ optimal (im Sinne der Minimierung der Summe der quadrierten Differenzen) aufeinanderpassen.

Analoge Def.: Autokorrelationsfunktion der Kontinuumslichtkurve:

$$F_{\text{ACF}}(\tau) = \int_{-\infty}^{\infty} C(t) C(t - \tau) dt$$

Unter Verwendung der Transferrelation gilt somit:

$$\begin{aligned} F_{\text{CCF}}(\tau) &= \int_{-\infty}^{\infty} C(t - \tau) \int_{-\infty}^{\infty} \Psi(\tau') C(t - \tau') d\tau' dt \\ &= \int_{-\infty}^{\infty} \Psi(\tau') F_{\text{ACF}}(\tau - \tau') d\tau', \end{aligned}$$

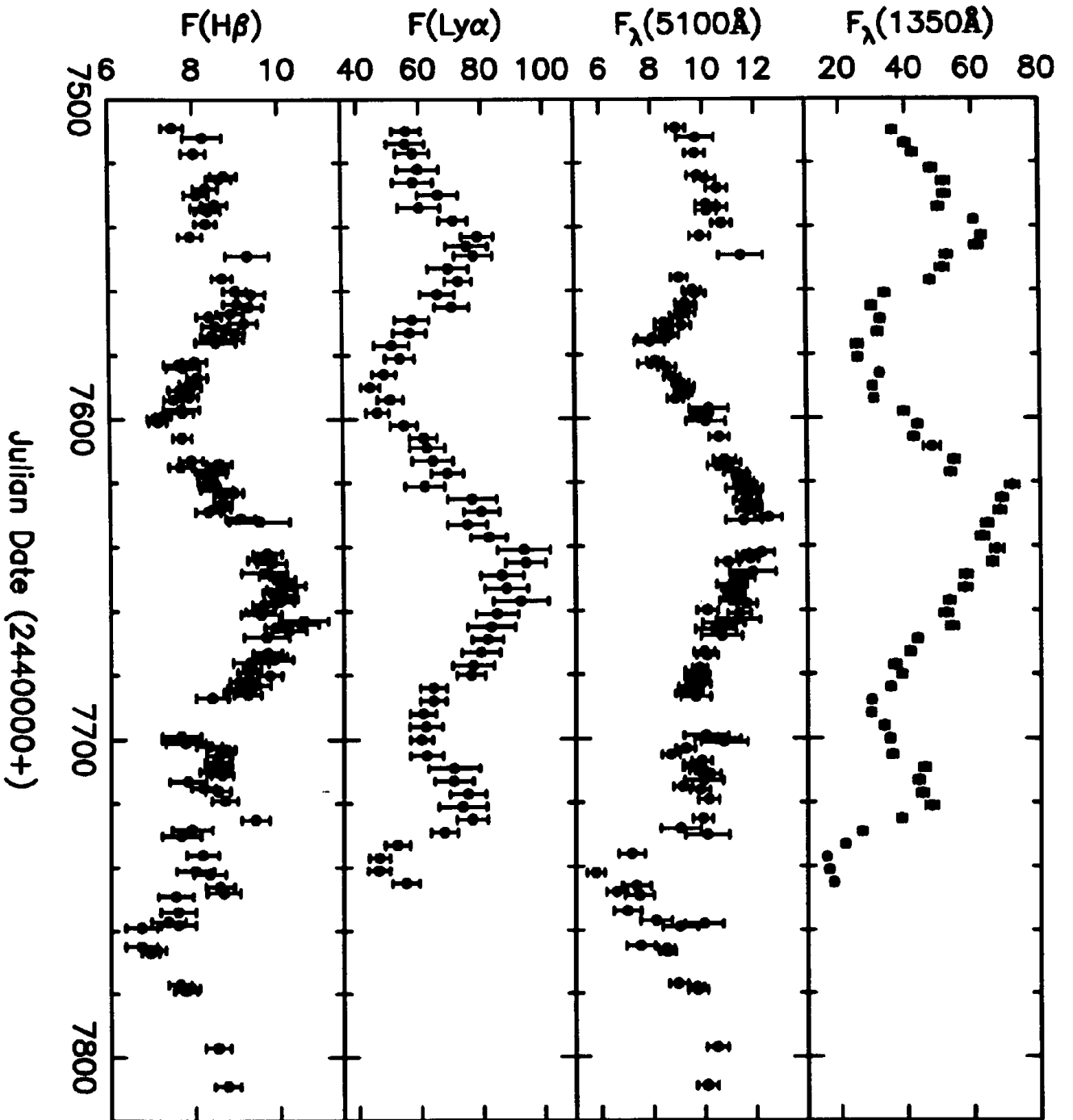
d.h. Linien-Kontinuums-Kreuzkorrelationsfunktion ist Faltung aus Kontinuums-Autokorrelationsfunktion und Transferfunktion.

Lage des Maximums von F_{CCF} hängt ab von

- R , dem charakteristischer Abstand der Emissionslinienregion von Kontinuumsquelle
- Form der Kontinuumslichtkurve (über F_{ACF})

Für diskrete Meßpunkte: CCF als Summe schreibbar (einfach nur für zeitlich äquidistante Daten).

CCF enthält keine Information über Meßfehler. Unsicherheiten nur über Monte-Carlo-Simulationen abschätzbar; konzeptionell einfach, aber modellabhängig und rechenintensiv.



Größe und Struktur der BLR

Überwachungskampagnen (Monitoring)

Strategische Betrachtungen:

- Länge der Kampagne muß angemessen sein bezüglich der Zeitskalen von Variabilität und Lichtlaufzeit-Differenzen. Insbesondere gilt: Maximale Zeitdifferenzen sind immer kleiner als Kampagnendauer.
- Abstand der Meßpunkte muß kleiner sein als kürzeste involvierte Zeitskala, ansonsten droht „Alias-Effekt“: Nicht aufgelöste Kurzzeitvariationen führen zu scheinbar längerfristigen Variationen.
- Auswahl der beobachteten Objekte:
 - Hell bei allen beobachteten Wellenlängen
 - Oft beobachtbar (d.h. nicht zu weit südlich oder zu weit nördlich)
 - Möglichst stark variabel, ohne zu lange ruhige Perioden
 - Variabilitätszeitskalen handhabbar
- Für Verständnis der Vorgänge in AGN allgemein: Objekte sollten möglichst typische Vertreter ihrer Klasse sein!
D.h. insbesondere keine Blazare oder andere Jet-dominierte AGN
- Verwendete Teleskope:
 - Entweder über kompletten Zeitraum für Monitoring einsetzbar
⇒ Ideal für institutseigene Observatorien.
 - Oder koordinierter Zusammenschluss mehrerer Observatorien
– speziell wichtig für Multi-Wellenlängen-Monitoring!
 - Ideal: Ferngesteuertes oder robotisches Teleskop.

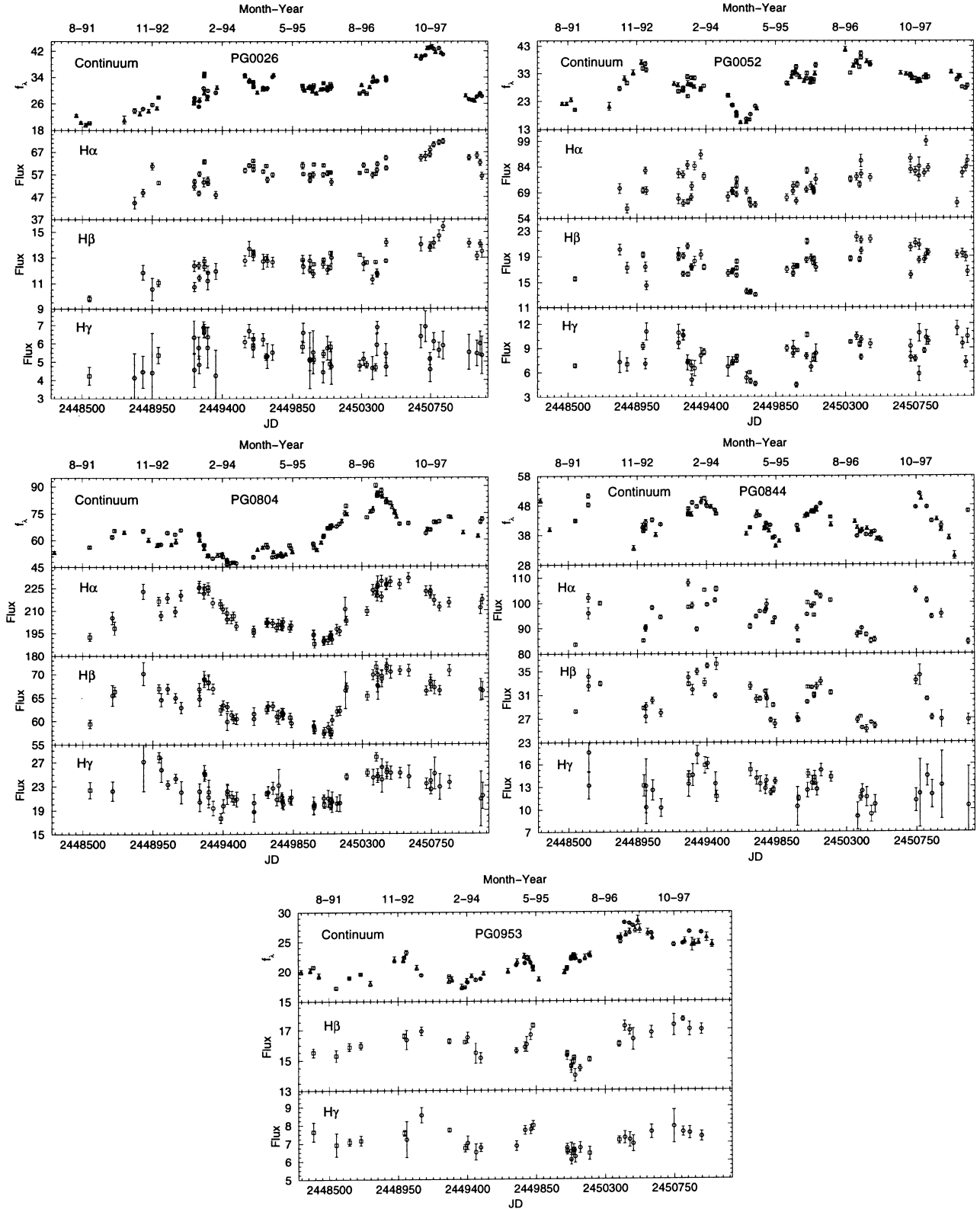


FIG. 3.—Light curves for 17 PG quasars. Circles are spectrophotometric data from WO, squares are spectrophotometric data from SO, triangles are photometric data from WO. Continuum flux densities, f_λ , are determined from the wavelength bands listed in boldface in Table 2 and are given in units of $10^{-16} \text{ ergs s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$. Emission-line fluxes are displayed in units of $10^{-14} \text{ ergs s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$. Horizontal axis given in Julian Day (*bottom*) and UT date (*top*).

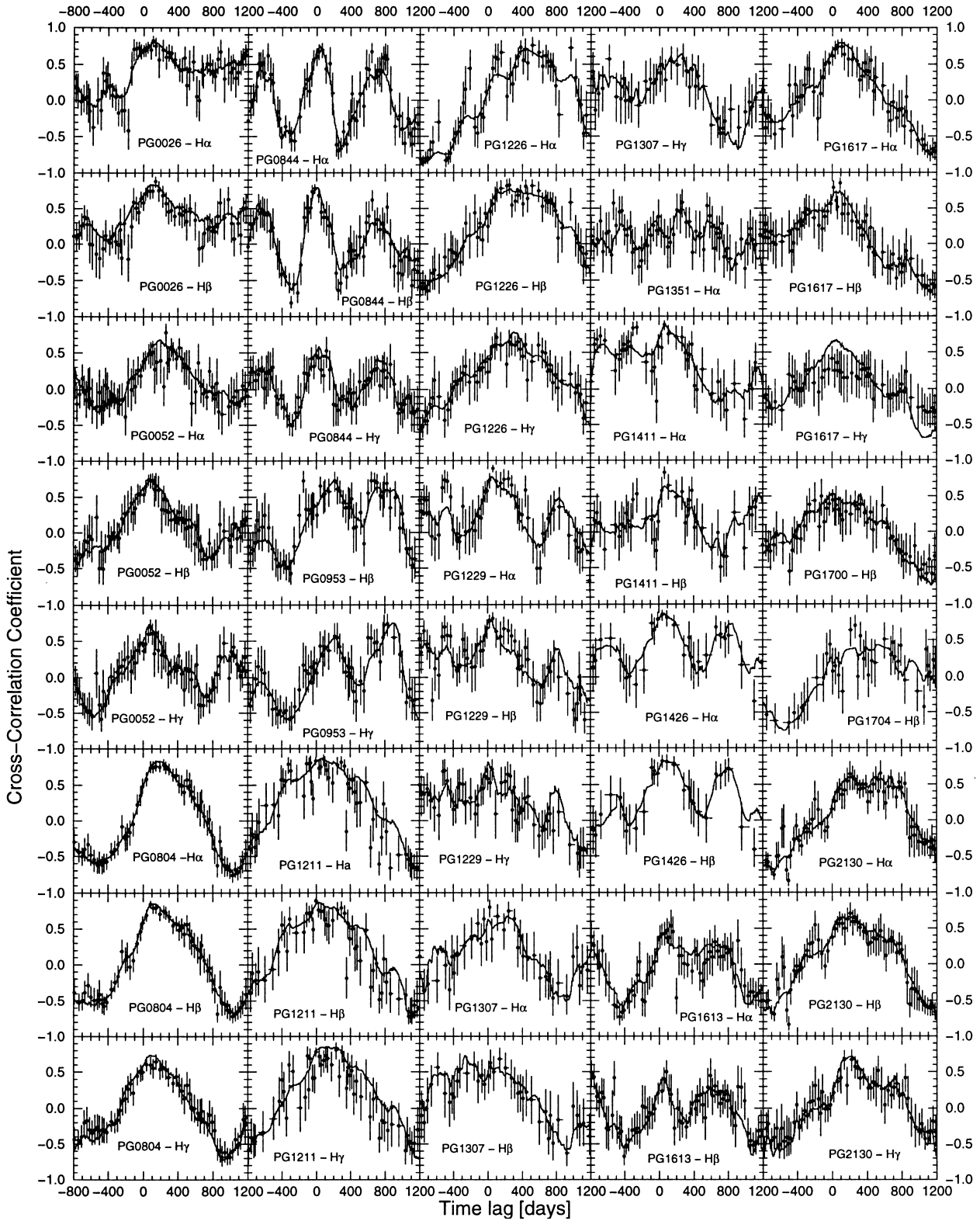


FIG. 4.—Cross-correlation functions: ICF (solid line) and ZDCF (circles with error bars) for all emission lines with peak correlation coefficients greater than 0.4. See text and Table 6 for details.

Größe der BLR in Seyfert-Galaxien

Gemessenes $R \simeq \tau/c$ kann verglichen werden mit Prognose aus Photoionisationsmodellen:

Gemessen wird z.B. $L(\text{H}\beta)$. Unter der Annahme reiner Rekombinationsstrahlung ist Emissivität bekannt (s.o.); dann ist die Linienleuchtkraft

$$L(\text{H}\beta) = \int \int j_{\text{H}\beta} d\Omega dV ,$$

z.B. für Anordnung der Wolken in sphärischem Volumen $4/3\pi R^3$, mit „Volumen-Füllfaktor“ f und Teilchendichte der Wolken n_e ist

$$\begin{aligned} L(\text{H}\beta) &= 4\pi \cdot f \frac{4}{3}\pi R^3 \cdot j_{\text{H}\beta} \\ &= 5.19 \cdot 10^{-25} f n_e^2 R^3 \text{ erg s}^{-1} . \end{aligned}$$

Bis ~ 1990 : Dichte n_e der BLR abgeschätzt als $10^8 \lesssim n_e \lesssim 10^{9.5} \text{ cm}^{-3}$ (s.o.). Bleiben zwei Unbekannte: Radius R und Füllfaktor f ; alternativ Größe der einzelnen Wolken R_W .

Zusätzliche Bedingung aus Ionisations-/Rekombinationsgleichgewicht:

Anzahl ionisierender Photonen = Anzahl von $\text{H}\beta$ -Photonen!

Für $U \simeq 0.1$ ist „Strömgren-Eindringtiefe“ (s.o.) nur $d \sim 3 \cdot 10^{13} \text{ cm}$!

Mit Annahme $R_W \sim d$ folgt dann $f \sim (R/d)^3$. Damit folgt für R :

$$R_{\text{BLR}} \sim 3 \cdot 10^{17} \text{ cm} \cdot \left(\frac{L(\text{H}\beta)}{10^{42} \text{ erg s}^{-1}} \right)^{1/3} \cdot \left(\frac{n_e}{10^9 \text{ cm}^{-3}} \right)^{-2/3} .$$

Lichtechno-Messungen, z.B. für NGC 5548: $R \sim 10$ Lichttage $\simeq 3 \cdot 10^{16} \text{ cm}$ allgemein: BLR um 1 Größenordnung kleiner als bis dahin erwartet.

Modellrevision erforderlich! Hauptkonsequenz: Dichte um Faktor 10–100 höher, $n_e \sim 10^{10.5} \dots 10^{11} \text{ cm}^{-3}$!

\Rightarrow Entwicklung von Multizonenmodellen.

Füllfaktor: Für $n_e \simeq 10^{11} \text{ cm}^{-3}$ und $R = 3 \cdot 10^{16} \text{ cm}$ ist dann $f = 10^{-10}$

\Rightarrow BLR ist extrem klumpig.

Nebenbei: Masse der BLR, folgt direkt aus R , n_e , f ; also „meßbar“ aus $L(\text{H}\beta)$.

Für obigen Fall ist $M_{\text{BLR}} \sim 10^{-3} M_{\odot}$, dynamisch völlig insignifikant!

Aus Beobachtung vieler Seyfertgalaxien und Quasare: empirische Bestimmung einer Radius-Leuchtkraft-Relation möglich.

Erwartung aus einfachen Modellen mit konstantem Ionisationsparameter U und festem n_e : $R \propto L^{0.5}$

Empirisches Resultat: $R(L)$ verträglich mit obiger Relation; evtl. etwas steilere Abhängigkeit, $R \propto L^\beta$ mit $\beta = 0.5 \dots 0.7$ (Kaspi et al. 2000).

Bedeutend für Abschätzung einer Masse-Leuchtkraft-Beziehung für AGN (s.u.).

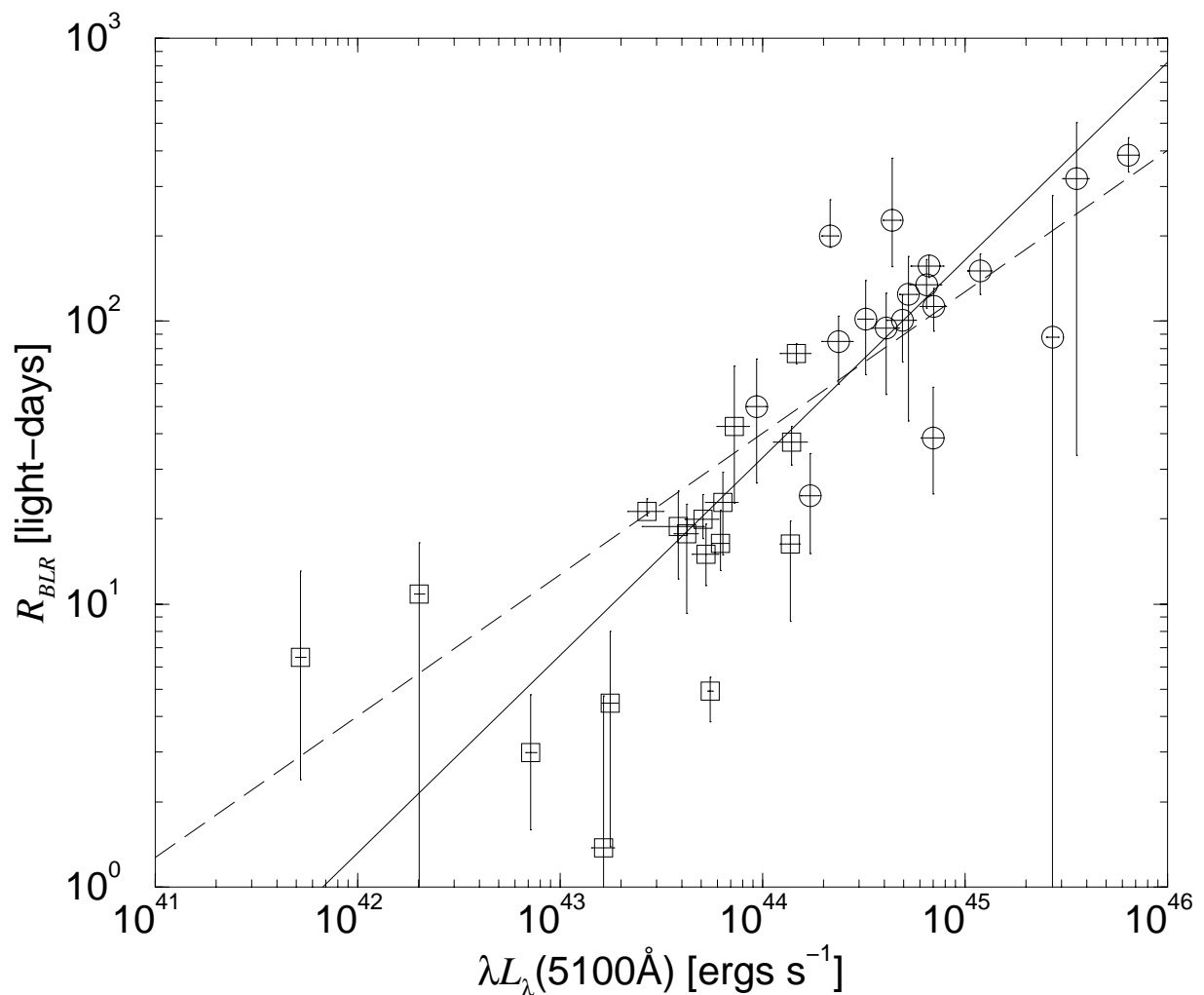


FIG. 6.—BLR size–luminosity relation. The solid line is the best fit to the data. The dashed line is a fit with a slope of 0.5.

Radiale Stratifikation der BLR

Für gegebenes Objekt: Lichtechno-Verzögerungen sind nicht konstant für alle Emissionslinien!

Systematischer Trend: Je höher der Ionisationsgrad, desto kleiner ist $R = \tau/c$.

Deutung: BLR ist geschichtet (stratifiziert):

- Nahe an Kontinuumsquelle ist U am größten, insbesondere anregendes Spektrum am härtesten: Dort entstehen die extrem hochionisierten Linien (N V, He II, etc.).
- Weiter außen nimmt U und Härte des Spektrums ab, hier Entstehung von Ly α , C IV, etc.
- Bei noch größeren R liegt PIZ, dort ist U sehr klein, aber Spektrum wieder recht hart. Hier entstehen C III], Mg II, aber auch Balmerlinien (via Resonanzstreuung von Lyman-Photonen, s.o.).

TABLE 1
NGC 5548 Cross-Correlation Results

Feature (1)	τ_{peak} (Days) (2)	F_{var} (3)
UV cont. ^a	...	0.32
optical cont. ^b	2	0.13
N V λ 1240 ^a	2	0.40
He II λ 1640 ^a	2	0.36
“Small bump” ^c	6	0.11
He II λ 4686 ^d	7	> 0.17
He I λ 5876 ^d	9	0.08
Ly α λ 1215 ^a	10	0.18
C IV λ 1549 ^a	10	0.14
H γ λ 4340 ^d	13	0.11
H α λ 6563 ^d	17	0.06
H β λ 4861 ^{b,d}	20	0.09
C III] λ 1909 ^a	22	0.15
Mg II λ 2798 ^a	34 – 72::	0.07

^a Clavel et al. 1991

^b Peterson et al. 1991

^c Maoz et al. 1993

^d Dietrich et al. 1993

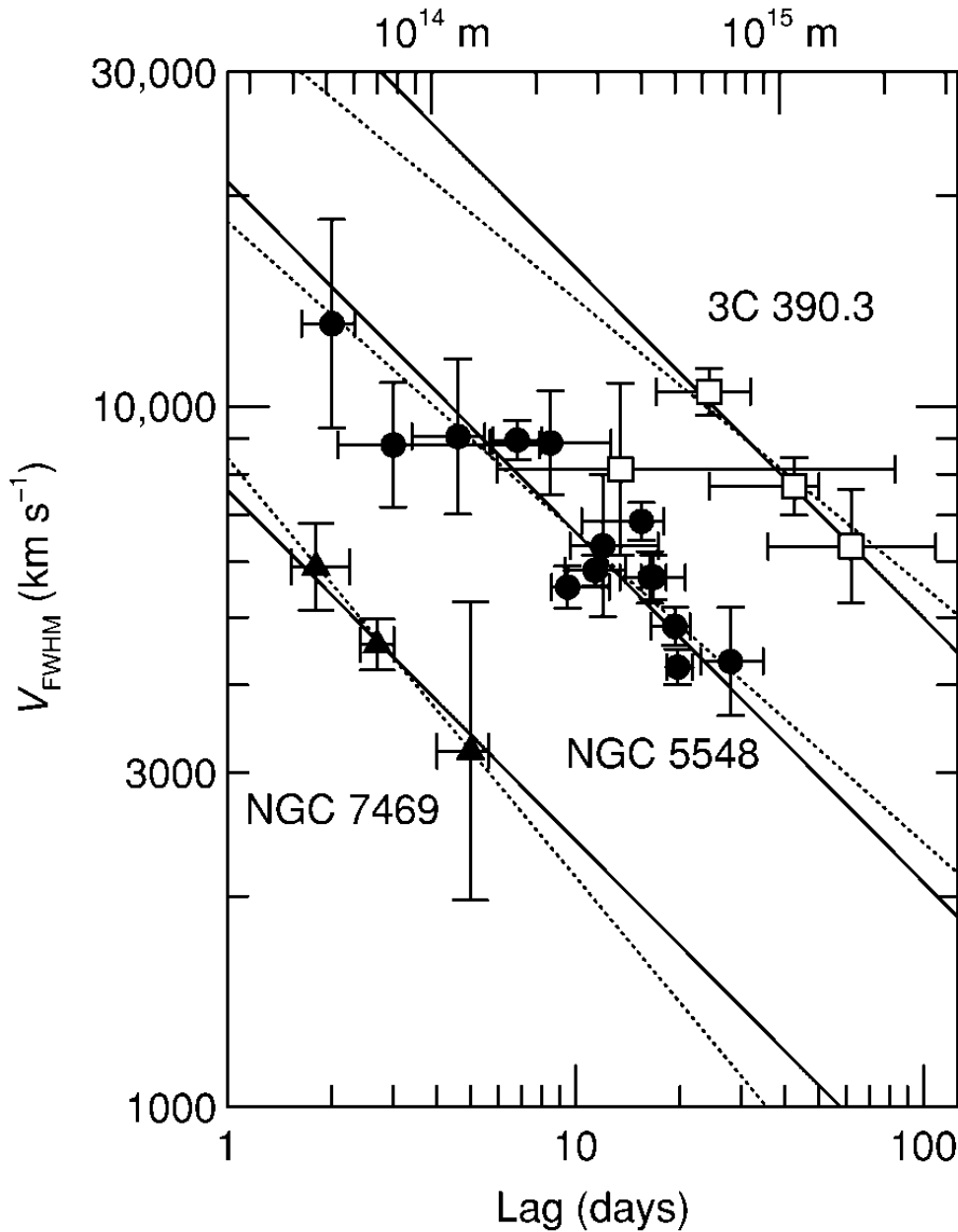


FIG. 1.—Line width in the rms spectrum plotted as a function of the distance from the central source (*upper horizontal axis*) as measured by the emission-line lag (*lower horizontal axis*) for various broad emission lines in NGC 7469, NGC 5548, and 3C 390.3. The dashed lines are best fits of each set of data to the relationship $\log V_{\text{FWHM}} = a + b \log c\tau$, and the best-fit slopes are $b = -0.61 \pm 0.35$, -0.44 ± 0.05 , and 0.41 ± 0.15 for the three galaxies, respectively. The solid line shows the best fit to each set of data for fixed $b = -\frac{1}{2}$, yielding virial masses of $8.4 \times 10^6 M_{\odot}$, $5.9 \times 10^7 M_{\odot}$, and $3.2 \times 10^8 M_{\odot}$ for the three respective galaxies.

Kinematik der BLR

Linienbreiten

Erklärung für Linienbreiten in AGN von typisch mehreren 1000 km/s:

- Thermische Verbreiterung: bereits oben ausgeschlossen, da mit $kT \sim 1/2 m_H v^2$ Temperaturen von $T \gg 10^8$ K erforderlich wären – dann wäre Emissionslinienentstehung aber stark unterdrückt.
- Druckverbreiterung: Vergleichbare Linienbreiten nur in Weissen Zwergen, aufgrund der Schwerebeschleunigung $g \sim 10^8 \text{ cm s}^{-2}$.
In BLR von AGN: $g = GM/R^2 \sim 10^1 \text{ cm s}^{-2}$.
(Außerdem: BLR-Linienprofile zu verschieden von Dämpfungsprofilen.)
- Geschwindigkeitsverbreiterung durch makroskopische Bewegung der BLR-Wolken verbleibt einzige Option. Preisfrage:
 - turbulent / chaotisch?
 - orbital? in Vorzugsebene oder mit Zufallsausrichtung?
 - radial einwärts? radial auswärts?
 oder Kombination aus mehreren Formen?

sehr schwierig festzustellen, da die verschiedenen Bewegungsformen nicht eindeutig charakteristischen Linienprofilen zuzuordnen sind (s.u.).

Maß für charakteristische Geschwindigkeit relativ zum Zentralobjekt aus Halbwertsbreite der jeweiligen Emissionslinie: $\Delta\lambda_{\text{FWHM}}$ (FWHM: *Full Width at Half Maximum*):

$$\frac{\Delta\lambda_{\text{FWHM}}}{\lambda} = \frac{\Delta v_{\text{FWHM}}}{c}.$$

Willkürliche Festlegung; auch andere Maße für Linienbreiten in AGN werden verwendet, insbesondere $\Delta\lambda_{\text{FWZI}}$ (*Full Width at Zero Intensity*).

Beachte: Da Form der Linienprofile nicht einheitlich, lassen sich verschiedene Maße für Linienbreiten nicht allgemein ineinander umrechnen.

Massen der Zentralobjekte

Aus Lichtechno-Messungen bekannt: Verschiedene Emissionslinien zeigen unterschiedliche Lichtlaufzeit. Korrelation mit Ionisationsgrad: Hoch ionisierte Linien entstehen nahe am Zentralobjekt, niedrig ionisierte Linien weiter außen.

Gibt es auch systematische Unterschiede bei Linienbreiten?

Antwort: ja, hochionisierte Linien sind i.allg. breiter, d.h. zeigen höhere Geschwindigkeiten.

⇒ Hinweis auf Relation Geschwindigkeit \leftrightarrow Abstand

⇒ Argument gegen chaotische, für gravitativ gebundene Bewegung

⇒ aber z.B. strahlungsdruckgetriebener Ausfluss nicht ausgeschlossen (siehe breite Absorptionslinien in BAL-Quasaren).

In einigen Objekten direkt gemessene Korrelation zwischen Lichtlaufzeit und Linienbreite. Steigung der Beziehung verträglich mit Kepler-Rotation

$$v^2(R) = \frac{G M_{\text{BH}}}{R}$$

wobei M_{BH} die Masse des Zentralobjektes (schwarzen Lochs) ist

⇒ *Methode zur Bestimmung der Massen schwarzer Löcher in AGN!*

(allerdings beobachtungstechnisch aufwendig, da Lichtechnos in allen Linien gemessen werden müssen)

Benutzung der empirischen $R(L)$ -Relation (s.o.) ermöglicht vereinfachte Abschätzung von M_{BH} , direkt aus Messung von L und Δv_{FWHM} .

Resultate in sehr guter Übereinstimmung mit stellardynamisch ermittelten Massen, zumindest für nahe Seyfert-Galaxien.

Linienprofile

In Prinzip sollten genaue Linienprofile die dynamische Struktur der BLR weiter einschränken. Zu jeder Bewegungsform gibt es charakteristische Linienprofile:

- Chaotische Bewegung in isothermem Ensemble von Wolken: Gauss-Profil (vgl. ideales Gas)
- Strahlungsgetriebener radialer Ausfluss: „Logarithmisches Profil“:
 $v \propto \ln(\lambda_0/|\lambda - \lambda_0|)$
- Gravitative Einfallbewegung: ebenfalls u.U. logarithmisches Profile.
- Kepler-Rotation in Scheibenebene: Scheibenprofil mit zwei Maxima.
- Kepler-Rotation mit Zufallsorientierung der Bahnen: „Rechteck-Profil“.

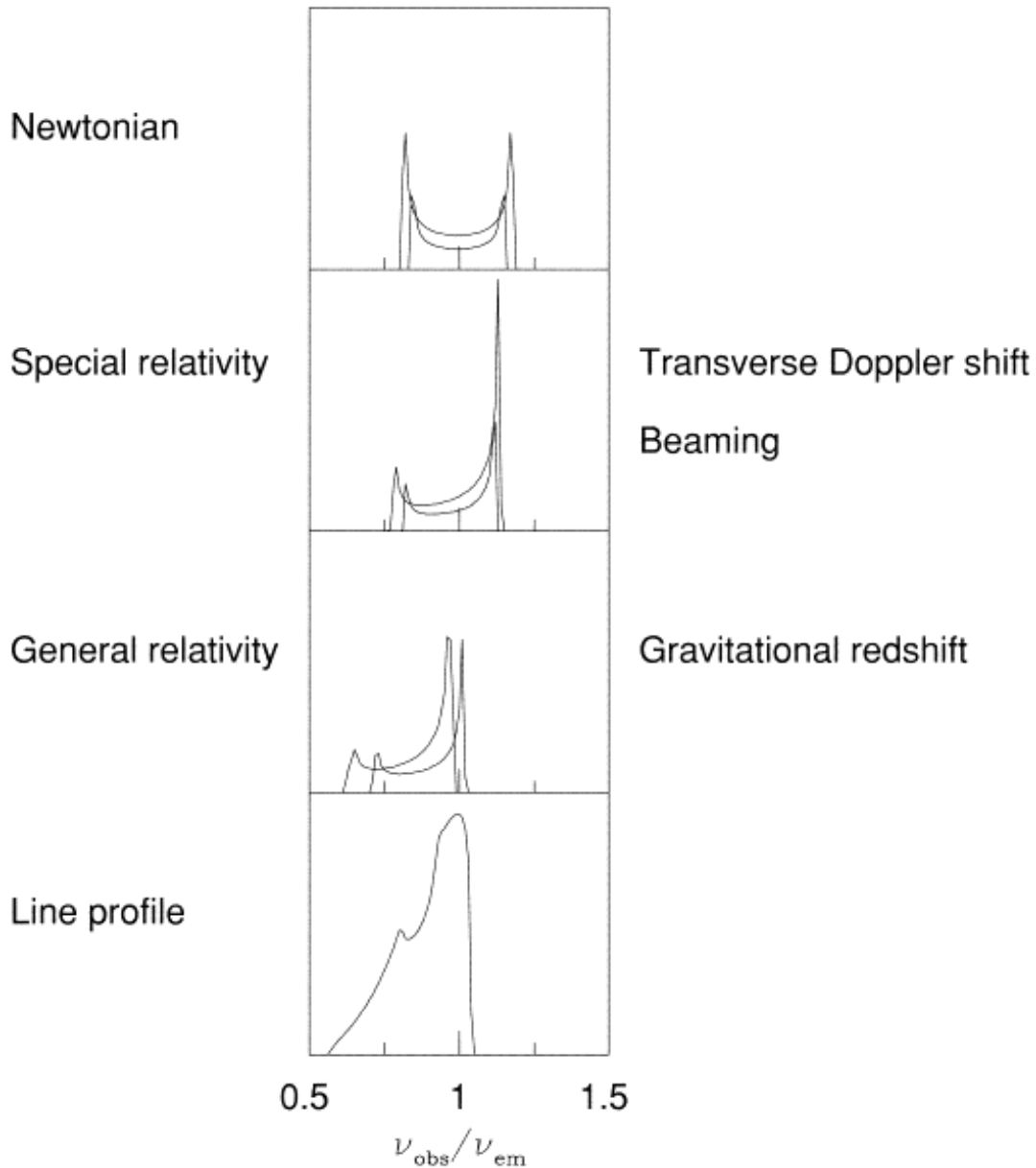
Aus drei Gründen ist die Einschränkung der BLR-Struktur durch Analyse von Linienprofilen bisher nicht wirklich erfolgreich:

1. Zu viele freie (unbekannte) Parameter, z.B. Verlauf des Volumen-Füllfaktors f mit dem Radius.
2. Zu große Verschiedenheit der Objekte – für jedes der genannten Profiltypen gibt es Beispiele, aber keine erkennbaren Gesetzmäßigkeiten.
3. Stratifikation der BLR, führt zur Überlagerung der Beiträge aus verschiedenen Regionen.

Vermutlich spielen sowohl Kepler-Rotation als auch Ausfluß eine Rolle; Scheibengeometrie wohl nicht wichtig, außer für extrem breite Linienkomponenten.

Extremes Beispiel für letztere: Eisen-K-Linie bei 6.4 keV, mit Linienbreite $\Delta v_{\text{FWHM}} \sim 0.3c$, scheibentypischer Linienaufspaltung und Anzeichen für Gravitations-Rotverschiebung (siehe Abb.)

⇒ Entstehung bei wenigen R_S vom schwarzen Loch!



Go to high resolution image (116kb)

FIG. 3.—The profile of the broad iron line is caused by the interplay of Doppler and transverse Doppler shifts, relativistic beaming, and gravitational redshifting. The upper panel shows the symmetric double-peaked profiles from two narrow annuli on a nonrelativistic disk. In the second panel the effects of transverse Doppler shifting and relativistic beaming have been included, and in the third panel gravitational redshifting has been included. These give rise to a broad, skewed line profile, such as that shown in the lower panel. A more detailed discussion of this figure is given in § 2.2.

Größe der Kontinuumsquelle

Verschiedene Komponenten des AGN-Kontinuums haben vermutlich ganz verschiedene Ursprünge:

Radiostrahlung: Entstehung in Jets, Skalen sub-pc bis Mpc.

Infrarotemission: Teilweise ebenfalls Synchrotron, teilweise Staubemission; kühler Staub in Hostgalaxie, heißer Staub in Kernnähe (s.u.).

Optisches/UV-Kontinuum: Thermische Strahlung der vermuteten Akkretions-scheibe.

Röntgenemission: Teilweise noch aus Akkretionsscheibe (weiche Röntgenstrahlung), teilweise Compton-gestreute Strahlung längerwelliger Strahlung.

Theoretisch erwartete typische Skalenlängen für Akkretionsscheibe: $R \sim 10 \dots 100 R_g \lesssim 1$ Lichttag \Rightarrow Beobachtung von Kurzzeitvariationen erforderlich!

1996ApJ...470...364B

No. 1, 1996

SHORT-TIMESCALE VARIABILITY IN NGC 4151. IV.

367

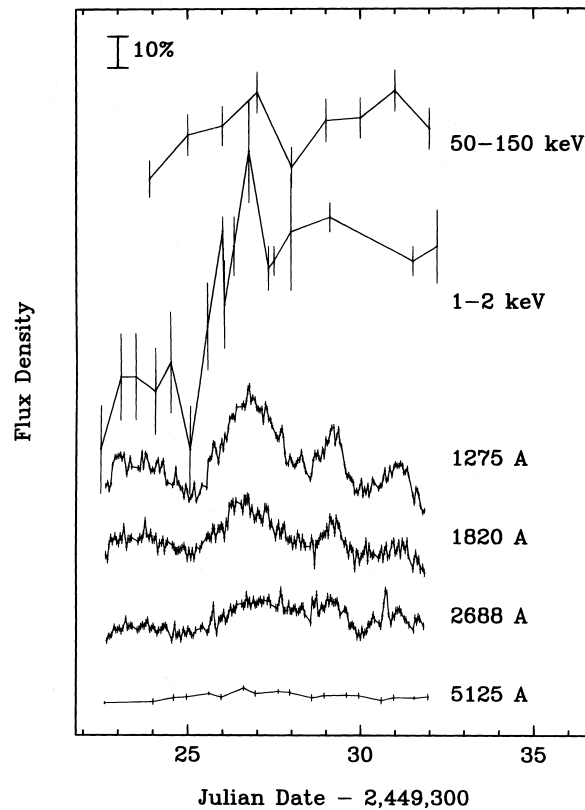


FIG. 1.—Continuum light curves during the 10 day intensive monitoring period, for wave bands centered on 100 keV, 1.5 keV, 1275 Å, 1820 Å, 2688 Å, and 5125 Å. The light curves are on a common scale, but shifted in flux to present them in one figure, so a 10% flux change is shown. The X-ray data showed the strongest variability but the poorest sampling; the interruption in the second half of the campaign was due to a spacecraft malfunction. The apparent short flares in the 2688 Å light curve are probably due to instrumental effects and not intrinsic variability.

the entire campaign to produce the high-energy SED. Additional (nonsimultaneous) infrared data from Edelson, Malkan, & Rieke (1987) were used in the spectral fits (§ 4.2) but are not shown in Figure 7. The data plotted are monochromatic luminosities, νL_ν , as a function of frequency, ν .

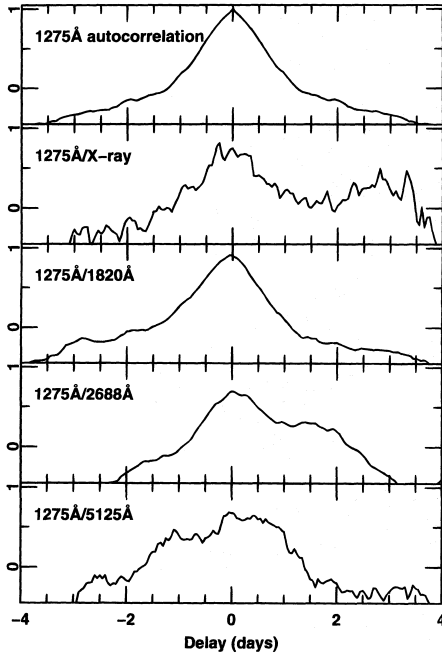


FIG. 5.—Interpolated cross-correlation functions between 1275 and 1275 Å (top panel; autocorrelation), 1.5 keV (second panel), 1820 Å (third panel), 2688 Å (fourth panel), and 5125 Å (bottom panel). In all cases the peaks are consistent with zero lag.

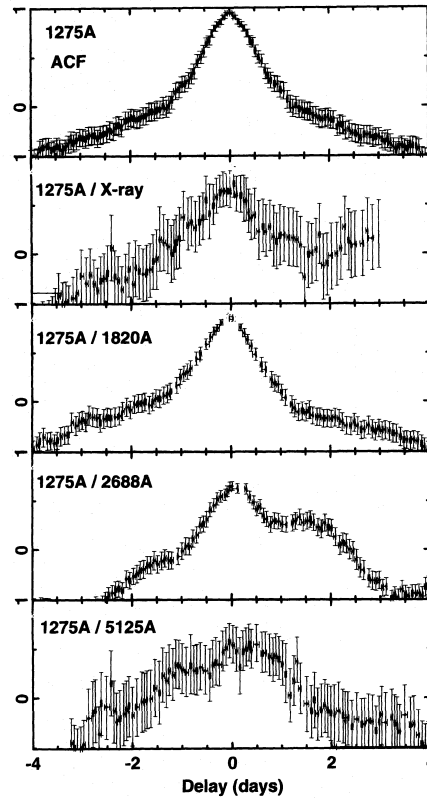


FIG. 6.—Discrete cross-correlation functions between 1275 and 1275 Å (top panel; autocorrelation), 1.5 keV (second panel), 1820 Å (third panel), 2688 Å (fourth panel), and 5125 Å (bottom panel). In all cases the peaks are consistent with zero lag.

Gemessene Lichtkurven (z.B. NGC 4151, s.o.) zeigen, dass Kontinuumsvariationen zwischen verschiedenen Frequenzen (optisch-UV-Röntgen) quasi-simultan erfolgen (beste Messung: $\Delta t < 0.1$ Tage).

1. Ursache-Wirkungs-Beziehung nicht klar;
2. Signifikante Variabilität auf Zeitskalen $\ll 1$ Tag erforderlich.

⇒ Direkte Messung der Größe der Kontinuumsquelle so gut wie nicht verfügbar!

Weitere Obergrenze über Existenz des Mikro-Gravitationslinseneffektes in Q 2237+0305 („Einstein-Kreuz-Quasar“), d.h. in leuchtkräftigem Quasar:

$$R_{\text{cont}} < 10^{15} \text{ cm} \sim 1 \text{ Lichttag}.$$

Obergrenzen aber konsistent mit Akkretionsscheiben-Theorie.

Was treibt die Variabilität?

Kann man ein Kontinuumsband identifizieren, in dem die „primären“ Variationen sichtbar werden?

Falls Röntgenemission aus innerstem Bereich der Akkretionsscheibe, dann Erwartung: Röntgen führt und hat größte Amplitude.

Beobachtet wird: Röntgen & optisch simultan, optisch/UV hat sogar größere Amplitude \Rightarrow Röntgen = reprozessierte opt./UV-Strahlung?

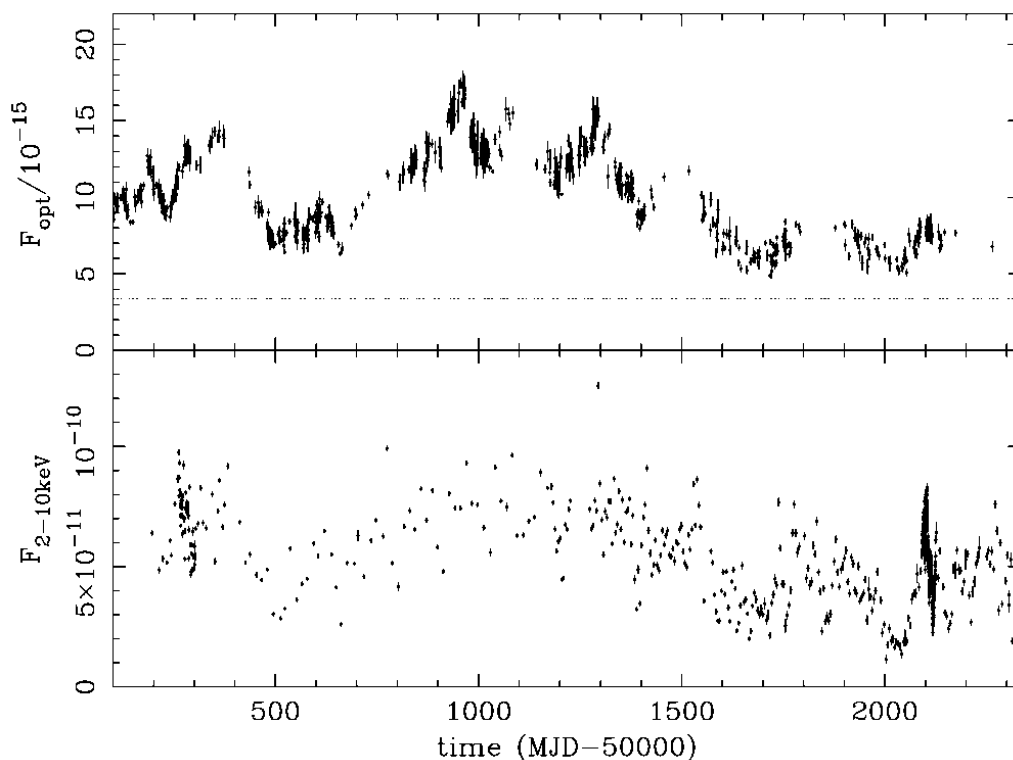


FIG. 1.—Long-term optical 5100 Å (*top*) and X-ray 2–10 keV (*bottom*) light curves of NGC 5548, in units of ergs s⁻¹ cm⁻² Å⁻¹ and ergs s⁻¹ cm⁻², respectively. The constant level of contamination due to host galaxy starlight (see § 2) has not been subtracted from the optical light curve but is shown for informational purposes as a dashed line.

(weitergehende Frage: warum sind AGN überhaupt variabel? – nicht beantwortet! Erfordert noch erhebliche theoretische Anstrengungen.)

Emission von heißem Staub

Langzeit-Überwachung der Sy 1-Galaxie F 9 (sehr leuchtkräftig, hochvariabel) mit Aufzeichnung der Kontinuumshelligkeit im UV (133 nm, 183 nm), optischen (520 nm) und NIR (1–3 μm) – Clavel et al. (1989).

Lichtlaufzeitdifferenz zwischen UV und optischen Bändern: < 1 Tag.

Lichtlaufzeitdifferenz zwischen UV und NIR: $\sim 100\text{--}400$ Tage.

\Rightarrow Reprozessierung des UV durch heißen Staub bei $R \simeq 1$ pc?

Gleichzeitig Änderung des NIR-Spektrums: \Rightarrow Hinweis auf bei $T \simeq 2000$ K verdampfenden Staub.

1989ApJ...337..2136C

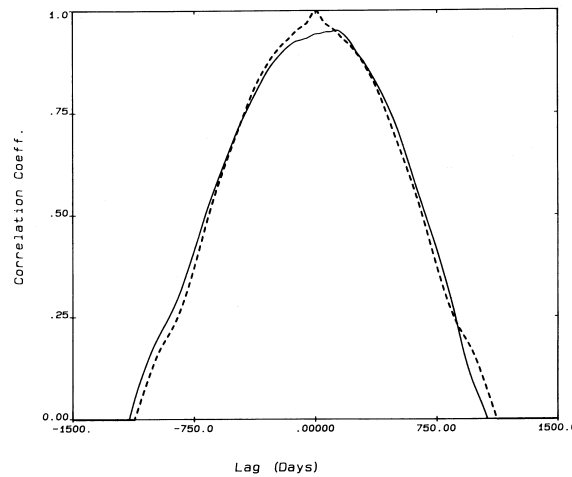


FIG. 3.—CCF of the optical flux, as measured with the FES, and the 1338 Å continuum (solid line). Dashed line is the ACF of $F(1338)$. The very high correlation coefficient at the peak of the ACF ($r = 0.95$) and the absence of a lag show that the optical and UV variations are simultaneous. The small shoulder at about +140 days could be due to a minor Balmer line contribution to the FES flux.

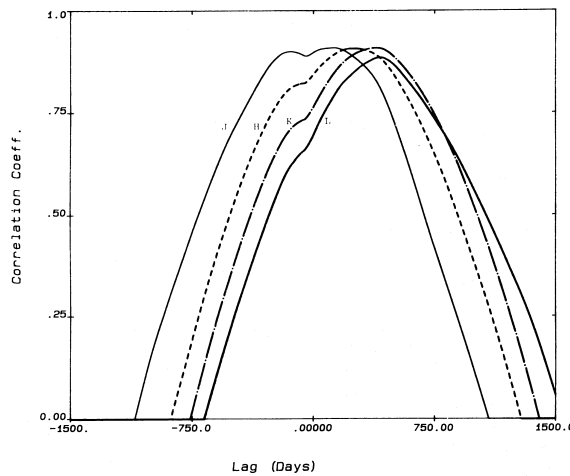


FIG. 4.—The CCF of the fluxes at J (solid line), H (dashed line), K (dot-dashed line), and L (solid line) with the UV continuum intensity at 1338 Å, showing that the IR flux beyond 1.15 μm lags behind the ultraviolet and that the delay increases with wavelength, up to 410 days at 3.35 μm . We interpret this as evidence for thermal emission from hot dust located at ~ 400 lt-days from the UV source.